

PROPIEDADES ESPECTROSCÓPICAS DE GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT ₁

LIC. GABRIEL A. OIO

FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA Y FÍSICA
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA



Marzo 2018

Director: Dr. Luis R. Vega



Este trabajo está bajo una [Licencia Creative Commons Atribución 2.5 Argentina](https://creativecommons.org/licenses/by/2.5/argentina/).

RESUMEN

ÍNDICE GENERAL

I	INTRODUCCIÓN Y MARCO TEÓRICO	1
1	GALAXIAS CON NÚCLEOS ACTIVOS	3
1.1	Marco histórico	3
1.2	Clasificación de AGNs	7
1.2.1	Radio Galaxias	7
1.2.2	Radio Quasars	7
1.2.3	Objetos BL Lac	8
1.2.4	Optically Violent Variables (OVV's)	8
1.2.5	Radio Quiet Quasars (QQ)	8
1.2.6	Low Ionization Nuclear Emission-Line Regions (LINERS)	9
1.2.7	Seyfert 1 (Sy 1)	9
1.2.8	Seyfert 2 (Sy 2)	9
1.2.9	Regiones de HII nucleares	10
1.2.10	Galaxias Starburst	10
1.3	Modelo Unificado	11
1.3.1	El paradigma estructural	11
2	GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1	19
2.1	Galaxias Narrow Line Seyfert 1	19
2.1.1	Líneas de emisión y propiedades del continuo	19
2.1.2	Masas de agujeros negros en NLS1	20
2.1.3	Tasas de acreción	23
2.1.4	Galaxias huéspedes	23
2.1.5	Radio-Loudness	24
2.2	Las NLS1 a lo largo del espectro electromagnético	25
2.2.1	Radio	25
2.2.2	Infrarrojo	25
2.2.3	Óptico	25
2.2.4	Ultravioleta	26
2.2.5	Rayos X	27
2.3	Este Trabajo	27
3	MODELIZACIÓN DE ESPECTROS	29
3.1	Muestra Observacional	29
3.2	Muestra de NLS1	30
3.2.1	Selección de la muestra	30
3.3	Análisis Espectral	33
3.3.1	Síntesis Espectral	34
3.3.2	Modelo Físico Matemático de Síntesis Espectral	35
3.4	STARLIGHT	36
3.4.1	Espectro de entrada	36
3.4.2	Archivo de Máscara	37
3.4.3	Archivos de la Base	38
3.4.4	Archivo de Configuración	40
3.4.5	El Archivo Grid	40
3.4.6	Tratamiento previo de los espectros	41
3.5	Ajustes espectrales	42

3.6	Líneas de emisión del Hierro	42
3.7	Medición de las líneas espectrales	43
II	ANÁLISIS DE LAS NLS1	47
4	CONTINUO ESPECTRAL EN NLS1	49
4.1	Continuo no-estelar	49
4.1.1	Espectros individuales	51
4.1.2	Espectros combinados	52
4.1.3	Muestras de control	53
4.1.4	Método de Zanstra	54
4.2	Continuo Estelar	56
4.3	Discusión	59
5	LÍNEAS DE EMISIÓN	63
5.1	Rango de velocidades	63
5.2	Perfil de la línea [OIII] λ 5007	65
5.2.1	Corrimiento al azul	66
5.2.2	Asimetrías en [OIII]	66
5.3	Emisión del Fe II	68
5.4	Luminosidades	70
5.4.1	Luminosidades de las componentes de H β	71
5.5	Luminosidades de las componentes de [OIII]	72
5.6	Discusión	73
6	POTENCIAL CENTRAL	79
6.1	Masas de agujeros negros	79
6.2	Tasas de Acreción	82
6.3	Efectos de apertura	85
6.4	Discusión	87
7	OBSERVACIONES IFU	89
7.1	Introducción	89
7.2	Observaciones y reducción de los datos	91
7.2.1	Ajuste de las líneas de emisión	92
7.3	Resultados	95
7.3.1	Mapas de flujo	95
7.3.2	Cinemática del gas ionizado	99
7.3.3	Curva de velocidad radial y estimación de masa	99
7.3.4	Dispersión de velocidades del gas	102
7.3.5	El outflow	107
7.4	Discusión	108
III	CONCLUSIONES	113
8	CONCLUSIONES	115
9	PUBLICACIONES	119
	BIBLIOGRAFÍA	127

Parte I

INTRODUCCIÓN Y MARCO TEÓRICO

GALAXIAS CON NÚCLEOS ACTIVOS

MARCO HISTÓRICO

Puede decirse que el estudio observacional de galaxias con núcleos activos (AGN: Active Galactic Nuclei, por sus siglas en inglés) comenzó con el trabajo de Edward A. Fath, 1909 en el observatorio Lick. Usando un pequeño espectrógrafo fotográfico, en el telescopio reflector Crossley de 36 pulgadas, Fath estudió el espectro de los núcleos de las “nebulosas espirales” más brillantes. La mayoría de ellas mostraba líneas de absorción en su espectro, las cuales Fath interpretó como resultado de la luz integrada de un gran número de estrellas, muy distantes y muy débiles para verlas individualmente. Sin embargo, en el espectro óptico del núcleo de la nebulosa espiral M77 (NGC 1068), observó 6 líneas de emisión brillantes y anchas: $[\text{OII}]\lambda 3727$, $[\text{NeIII}]\lambda 3869$, $[\text{OIII}]\lambda 4363$, 4959, 5007 y $\text{H}\beta$. En la Figura 1 se muestra un ejemplo de espectro óptico de la región nuclear de la nebulosa espiral M77.

Slipher, 1917 en el observatorio Lowell, California, obtuvo espectros de mejor resolución de este mismo objeto y pudo medir velocidades de líneas de varios cientos de km/s. Paralelamente, Curtis, 1918 tomó imágenes en el observatorio Lick de un jet óptico detectado en M87.

En esa época todavía se conocía muy poco sobre las “nebulosas espirales”. H. Curtis y H. Shapley entablaron en 1920 lo que se conoce como el “gran debate” en el que se ponía en discusión la naturaleza de estas nebulosas y el tamaño del Universo. La cuestión básica del debate era si las nebulosas eran relativamente pequeñas y se encontraban dentro de nuestra propia galaxia, o si eran galaxias grandes e independientes. Shapley estaba discutiendo a favor de que la Vía Láctea constituía todo el Universo. Él creía que galaxias como Andrómeda y las demás nebulosas espirales eran parte de la Vía Láctea. Curtis, por otro lado, sostenía que estas nebulosas eran galaxias separadas o “universos islas”. La controversia quedó solucionada gracias al trabajo de Hubble, 1926 en el observatorio del monte Wilson. Observando estrellas variables cefeidas en la “nebulosa de Andrómeda”, Hubble pudo determinar la distancia y corroborar que esta galaxia se encuentra fuera de la Vía Láctea. Posteriormente Hubble, 1929 encontró que los espectros de las galaxias están más corridos al rojo para galaxias más distantes. Esto dio origen a la idea de un Universo en expansión, la cual es ampliamente aceptada hoy en día.

Posteriormente, Seyfert, 1943 estudió de manera sistemática algunas galaxias con líneas de emisión nucleares, a partir de lo cual este tipo de galaxias lleva su nombre. Él observó varias galaxias cercanas similares a M77. En ellas encontró que presentaban alta luminosidad, espectros que variaban en su intensidad en el tiempo e intensas y anchas líneas de emisión que se producían en un núcleo brillante, de apariencia semi-estelar. Algunas de estas galaxias mostraban que la parte central de las líneas de Balmer eran bastante delgadas, pero sus alas presentaban anchos que llegaban a superar los 8000 Km/s, valor ampliamente superior al encontrado en otras nebulosas extragalácticas. En otras galaxias, en cambio, los anchos de las

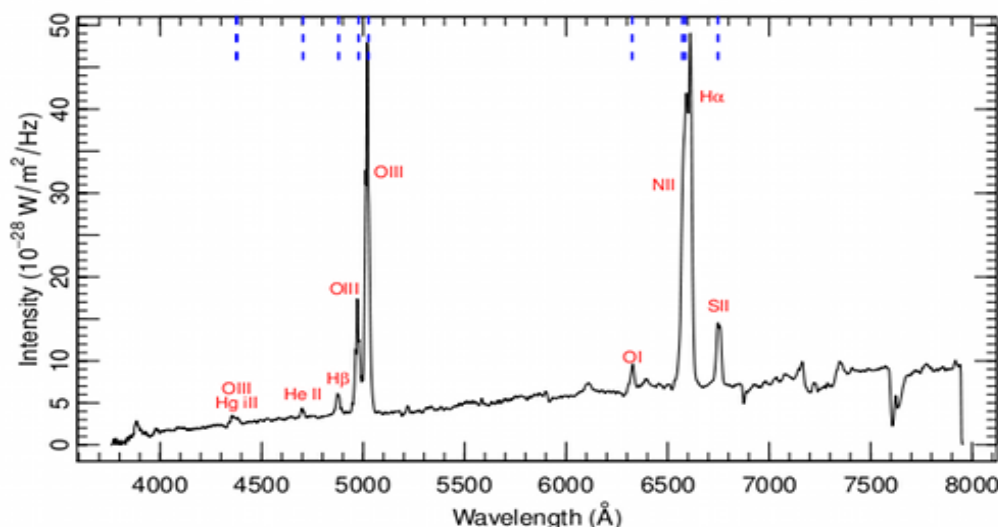


Figura 1: Espectro óptico integrado de la región nuclear de la galaxia M77 (NGC 1068).
Extraído de <http://www.sr.bham.ac.uk/~ajrs/R/r-gallery.html>

líneas de emisión prohibidas (líneas producidas a través de una excitación colisional y una posterior desexcitación radiativa) y permitidas (producidas a través de excitaciones radiativas y posteriores desexcitaciones radiativas)¹ eran del orden de los 3000 Km/s.

A partir de 1933, con el descubrimiento de Jansky de la emisión en radio proveniente del centro de la Vía Láctea, se le dio un gran impulso a la Radioastronomía y al estudio de los AGNs en particular. Mientras realizaban un relevamiento de 60 Hz de la Vía Láctea, Hey, Parsons y Phillips, 1946, descubren una pequeña fuente fluctuante en Cygnus. Bolton, 1948, confirma la naturaleza discreta de la fuente Cygnus y descubre otras radiofuentes cósmicas, identificadas con galaxias, e introduce la nomenclatura Cen A, Virgo A, etc.

Woltjer, 1959 analizó los espectros de algunas galaxias con anchas líneas de emisión de sus núcleos. A partir de un análisis estadístico, encontró que la emisión nuclear debe durar al menos 10^8 años. Los núcleos son no-resueltos, del orden de 100 pc., y muy masivos, en algunos casos $\sim 10^9 M_{\odot}$. En la década de los 50 y 60 tuvieron lugar grandes progresos en relevamientos en radio, determinación de posiciones e identificación de contrapartes ópticas. El "Third Cambridge Survey" (3C) realizado en 159 MHz por Edge y col., 1959, a partir del cual muchas fuentes de radio se conocieron por su número en el 3C, y los relevamientos posteriores (3rd Cambridge Catalog Revised, Parkes Catalog, 4th Cambridge Catalog, etc.), proporcionaron posiciones precisas que permitieron acelerar la búsqueda de contrapartes ópticas de las fuentes de radio.

La mayoría de las fuentes de radio de alto brillo están asociadas con galaxias resueltas en el óptico. Por ejemplo, Baum y Minkowski, 1960 investigaron radiofuentes en el observatorio Palomar y descubrieron un cúmulo de galaxias muy distante, cuyo miembro más brillante se pudo identificar con la radio fuente 3C

¹ Para una descripción más detallada ver Osterbrock, 1989 sección 1.4

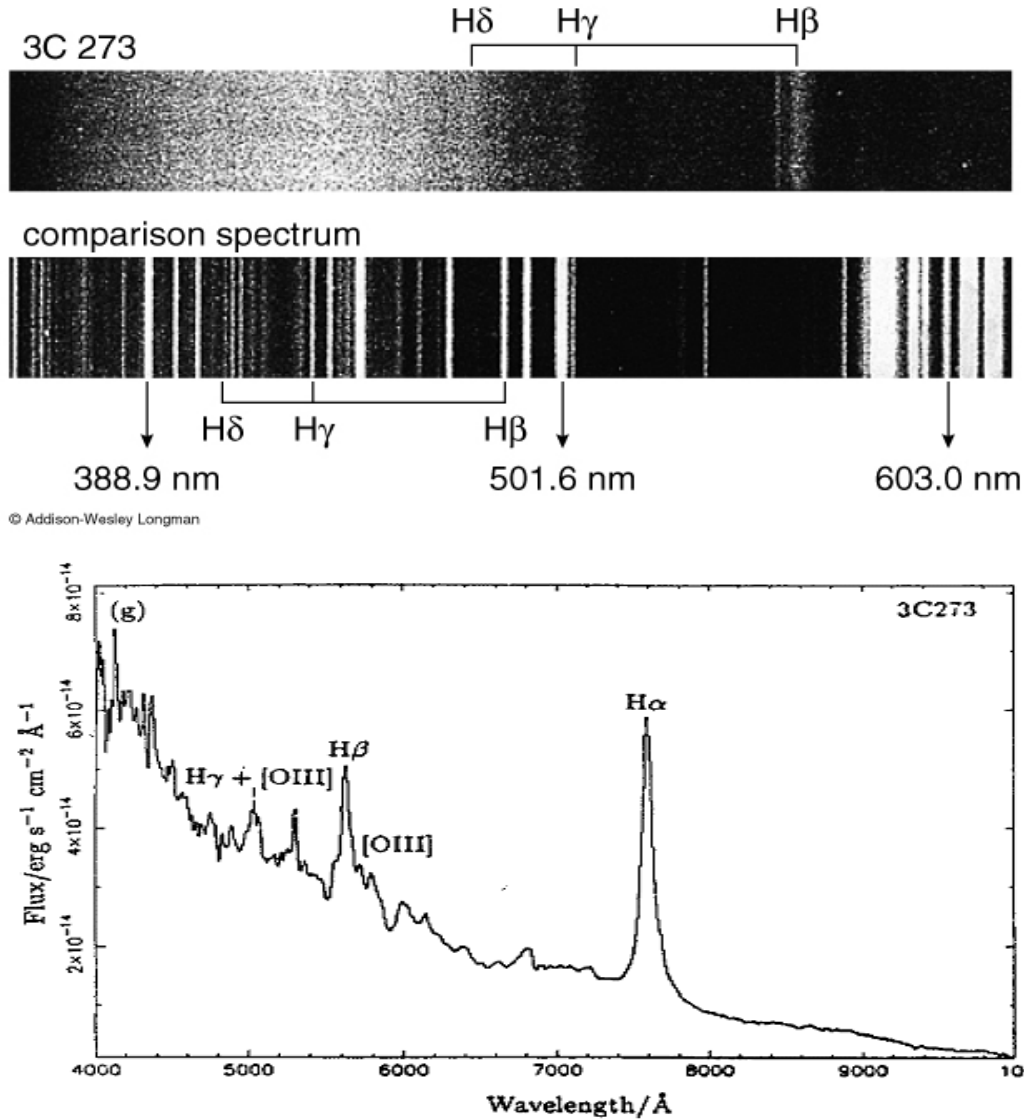


Figura 2: Arriba: Espectro óptico de la galaxia 3C 273 en longitudes de onda observadas y su espectro de comparación. Abajo: Espectro óptico de la galaxia 3C 273 en unidades de Flujo / $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ (Extraído de Schmidt, 1963)

295. El espectro de esta galaxia muestra una fuerte línea de emisión en 5447.8 \AA que pudo ser identificada con $[\text{OII}]\lambda_{3726/29}$, por lo que su redshift ($z \equiv \Delta\lambda/\lambda$) resultó ser de $z = 0,4614$.

Se encontraron algunas radio fuentes asociadas con objetos de apariencia estelar en el óptico, con tendencia hacia el azul y líneas de emisión inusuales, por ej., 3C 48 y 3C 273. Estos objetos recibieron el nombre de *quasi-stellar radio sources* (QSRs) o *quasars*. Las anchas líneas de emisión que mostraban estos objetos fueron un misterio hasta que Schmidt, 1963 obtuvo el primer espectro del quasar 3C 273 ($m_B \sim 13$). En él se reconocieron las series de Balmer y MgII a $z = \Delta\lambda/\lambda_0 = 0,158$ (ver fig. 2), confirmando así la naturaleza cosmológica de quasares y AGNs.

La luminosidad en radio de 3C 273 era comparable con la de otras radio fuentes; sin embargo, asumiendo que este redshift reflejaba la expansión de Hubble,

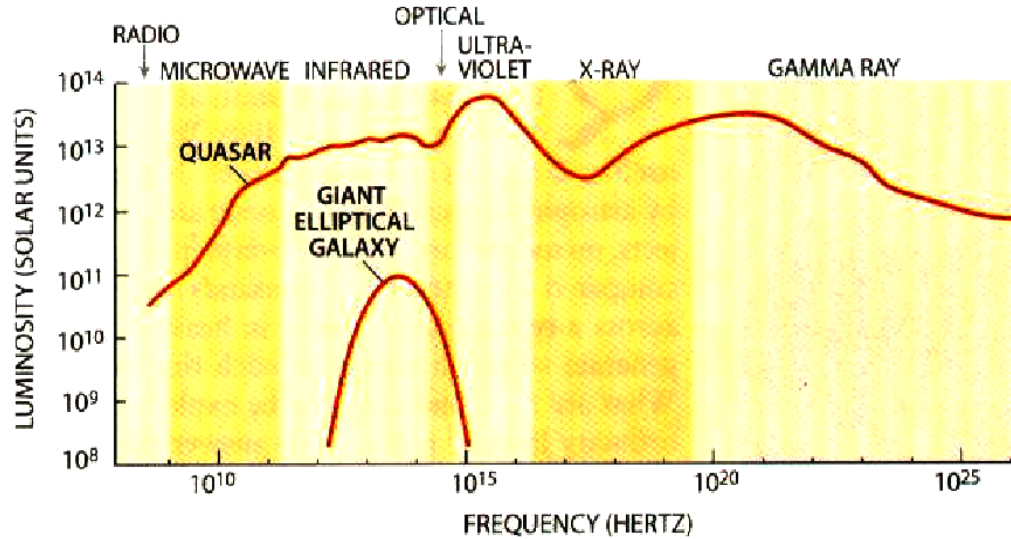


Figura 3: Luminosidad en unidades de L_{\odot} de un quasar, comparado con la luminosidad de una galaxia elíptica gigante típica.

la luminosidad óptica proveniente de una región menor que 1 Kpc de diámetro era de 10 – 30 veces mayor que la de una galaxia elíptica gigante típica. Por otro lado, Sandage, 1965 reportó el descubrimiento de un gran número de objetos que, a excepción de que eran débiles emisores en radio, tenían características muy similares a los quasars. Los objetos de este grupo fueron denominados *quasi-stellar objects* (QSO) y sus espectros mostraron que muchos de estos objetos tenían altos redshifts, alcanzando $z = 1,241$.

A partir de finales de los 60 y gracias al desarrollo en la tecnología aeroespacial, se obtuvieron las primeras detecciones en rayos X provenientes de AGNs (M87, 3C273, CenA). Luego se lanzaron los primeros satélites de rayos X y se encontró que la mayoría de los AGNs son fuertes emisores de rayos X. Con el pasar de los años se fueron obteniendo imágenes detalladas de radio jets de AGNs, como también rayos γ de energías de órdenes de GeV hasta TeV. Gracias a estas nuevas mediciones se pudo constatar que los AGNs presentan una alta luminosidad a lo largo de ~ 15 órdenes de magnitud en frecuencia (ver fig. 3).

Esta poderosa emisión de energía no puede ser explicada solamente por estrellas. Por ello, Lynden-Bell, 1969 postula como posible solución que la emisión es debida a la energía gravitacional liberada por material cayendo hacia un agujero negro supermasivo (SMBH: Super Masive Black Hole) en el centro de la galaxia. Este mecanismo puede llegar a ser 100 veces más eficiente que la fusión termonuclear.

En este trabajo consideraremos que una galaxia contiene un núcleo activo si su luminosidad no puede ser explicada por procesos termonucleares. En este sentido, se asume que la emisión de los AGNs es generalmente debida a la acreción de material circundante al agujero negro supermasivo central. Al día de hoy ya

se conocen varias propiedades de los AGNs, y la semejanza observada entre las galaxias Seyfert y los quasars sugiere un fenómeno físico común.

CLASIFICACIÓN DE AGNS

Existen diferentes tipos de AGNs en el Universo, clasificados generalmente de acuerdo a sus propiedades observacionales, como se describe a continuación.

Radio Galaxias

Aunque la emisión en radio se da en muchas galaxias, con potencia en la frecuencia de 1.4GHz relativamente débil ($P_{1.4\text{GHz}} < 10^{23.3}\text{WHz}^{-1}$), y es particularmente común en espirales, donde puede relacionarse con la producción de electrones relativistas por supernovas, el término “Radio Galaxia” está reservado para emisiones de radio más intensas. Según su potencia, se distinguen entre “Powerful Radio Galaxies” (PRG) y “Weak Radio Galaxies” (WRG) con la separación en $P(1.4\text{GHz}) = 10^{25}\text{W/Hz}$. Las PRG tienden a estar asociadas con galaxias elípticas luminosas, frecuentemente con pronunciadas peculiaridades y fuertes líneas de emisión. Presentan una fuerte evolución cosmológica, siendo su número por unidad de volumen comóvil mucho mayor a $z \sim 2$ que localmente ($z = 0$). Las WRG están estadísticamente asociadas con elípticas menos luminosas, con líneas de emisión débiles o ausentes, y no hay mucha evidencia de evolución cosmológica.

Se puede hacer una subdivisión teniendo en cuenta las propiedades espectrales, en fuentes de “Espectro Empinado” y “Espectro Plano”. Si $F_\nu \propto \nu^\alpha$ alrededor de 1GHz se toma generalmente la separación cerca de $\alpha = -0.4$.

Radio Quasars

Las características en radio de los QSRs son parecidas a las de las PRG. En el óptico están dominados por un núcleo azulado ($U - B < 0$), no resuelto ($\theta < 1''$) y luminoso ($M_v < -22$ o -23) con fuertes y anchas líneas de emisión en su espectro. El núcleo óptico tiende a ser variable, especialmente en las radio fuentes de espectro plano. Estos últimos también muestran, frecuentemente, una importante polarización óptica lineal, mientras que en las fuentes de espectro empinado la polarización es mucho menor. La mayoría de los QSRs brillantes fueron detectados como fuentes de rayos X de unos pocos KeV, y presentan una intensa evolución cosmológica.

Observaciones de Radio Quasars por VLBI (Very Long Baseline Interferometry), muestran que en los núcleos de quasars de espectro plano frecuentemente se encuentran presentes componentes muy compactas (con dimensiones de unos pocos mili-segundos de arco) y que éstas pueden tener velocidades transversales que en apariencia exceden la velocidad de la luz.

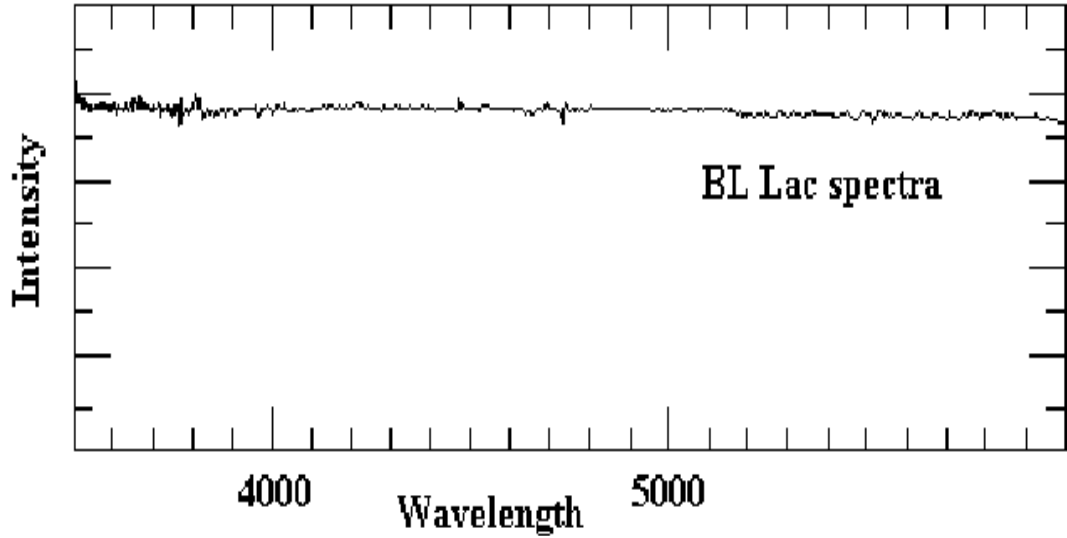


Figura 4: Espectro óptico de un objeto BL Lac. Extraído de presentación de Bill Keel: <http://www.astr.ua.edu/keel/agn/>

Objetos BL Lac

Estos objetos se parecen a los radio quasars de espectro plano, excepto que carecen de líneas de emisión anchas (ver fig. 4). Tienden a ser altamente variables en todo el espectro, con fuerte y variable polarización óptica. La escala de tiempo de la variabilidad en X y en el óptico pueden ser menores a un día. La evolución cosmológica de la población de BL Lac parece ser débil.

Optically Violent Variables (OVV's)

Son una subclase de quasars con características ópticas de los BL Lac, excepto que las líneas de emisión anchas están presentes aunque un poco más débiles que en los quasars típicos. BL Lac y OVV's se agrupan en "Blazars", pero no es del todo claro que ellos formen una sola población. Los Blazars tienden a ser un poco menos azules que otros quasars.

Radio Quiet Quasars (QQ)

Los objetos parecidos a los QSRs en el óptico pero en los cuales no se detectó emisión en radio se los denomina como "Quiet Quasars" (QQ). Sin embargo, ha quedado claro que la mayoría de los QQ sí tienen emisión en radio (Kellermann y col., 1989) en el rango $P_{5\text{GHz}} = 10^{24,7} \text{WHz}^{-1}$. Se hace la separación entre QQ de RQ generalmente en $P(5\text{GHz}) = 10^{24,7} \text{WHz}^{-1}$, que corresponde a la potencia que se utiliza para delimitar PRG de WRG. Son entre 10 y 30 veces más abundantes que los RQ, y por esta razón cuando se toma una muestra de quasars en rayos X o en el óptico se asume que son QQ, aunque no existan mediciones en radio. La

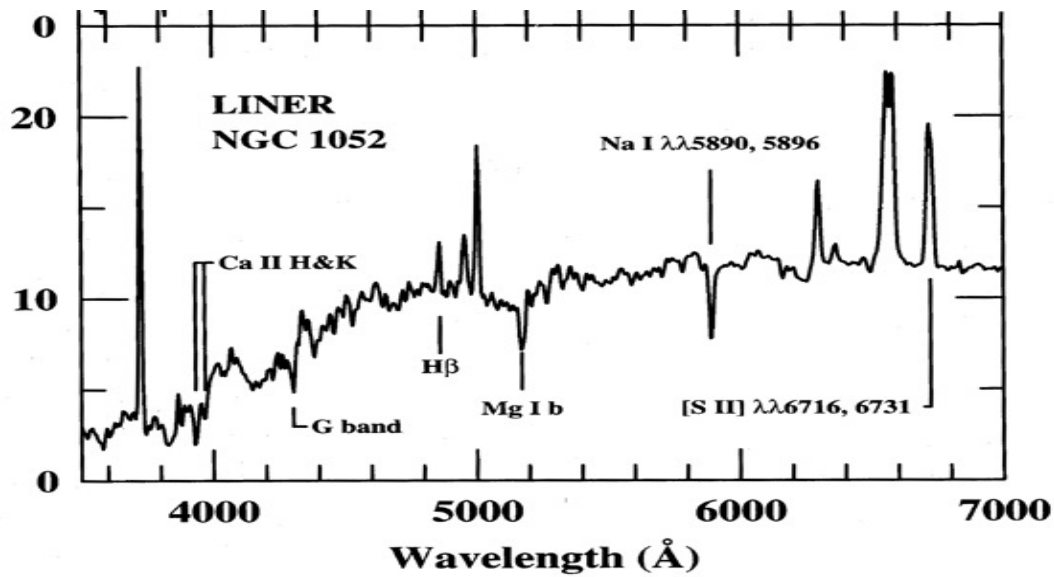


Figura 5: Espectro óptico de una galaxia LINER. Extraído de Ho, Filippenko y Sargent, 1993

emisión en X de los QQ, tiende a ser más débil (con respecto al óptico) que las de los RQ. Un porcentaje presenta líneas de absorción muy anchas (BAL quasars).

Low Ionization Nuclear Emission-Line Regions (LINERS)

Estos objetos, clasificados por Heckman, 1980, poseen núcleos caracterizados por fuertes líneas de especies de baja ionización [OI, SII,...]. La fuente de ionización no está totalmente determinada y se han involucrado tanto ionización por shocks, por estrellas tempranas, núcleos activos y estrellas evolucionadas. En la Figura 5 se muestra a modo de ejemplo el espectro de la galaxia LINER NGC 1052.

Seyfert 1 (Sy 1)

El núcleo es parecido al de los QQ, pero su luminosidad es menor. Se toma el límite de separación entre Sy 1 y QQ en $M_v = -23$. Las líneas del H son muy anchas ($\text{FWHM} \sim 1000 - 5000 \text{Kms}^{-1}$; FWHM: Full Width Half Maximum) con alas tan anchas que el FWHM (Full Width at Zero Intensity) puede presentar valores desde 7000Kms^{-1} a 20000Kms^{-1} . La mayoría son radio fuentes y como fuentes en X tienden a ser un poco más fuertes relativo al óptico que las QQ. Típicamente se encuentran en galaxias espirales.

Seyfert 2 (Sy 2)

Mientras que los núcleos Seyfert 1 tienen alas anchas en las líneas de emisión permitidas en su espectro, los núcleos de Seyfert 2 tienden a presentar anchos similares para las líneas permitidas y prohibidas, sin las alas muy anchas ($\pm 5000 \text{kms}^{-1}$) que se observan en las Seyfert 1. La mayoría son fuentes débiles en X. Tanto Sy 1 como Sy 2 se encuentran en galaxias de tipos morfológicos similares. En la Figura 6 se muestran los espectros de galaxias Seyfert tipo 1 (arriba) y tipo 2

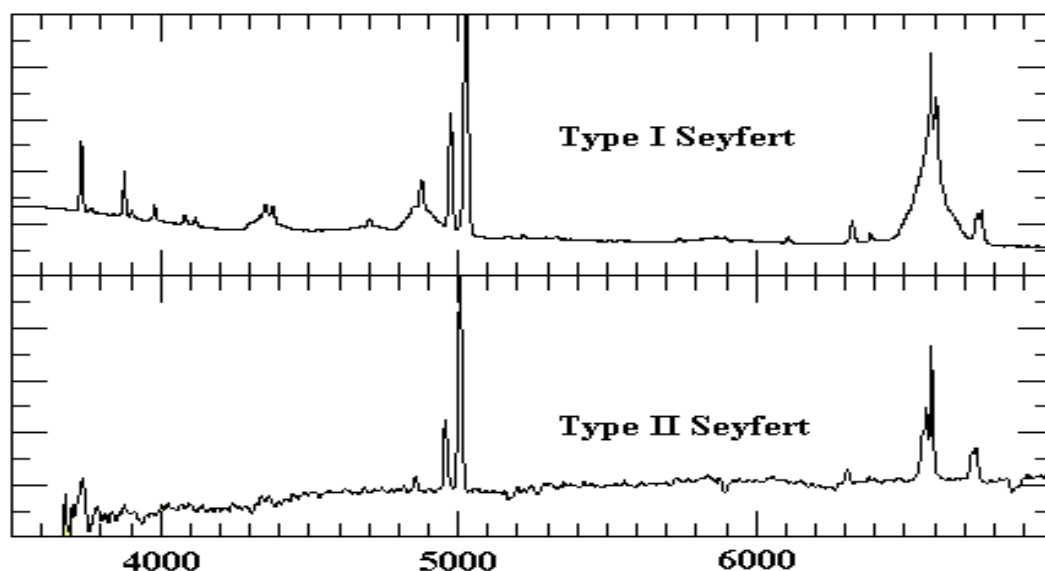


Figura 6: Espectros ópticos de una galaxia Seyfert 1 típica (Arriba) y una galaxia Seyfert 2 (Abajo). Imagen extraída de <https://sites.uni.edu/morgans/astro/course/Notes/section3/new13.html>

(abajo).

Además de estas dos clases, existen tipos intermedios de galaxias Seyfert en los cuales la notación está basada en el espectro óptico: Las galaxias donde las componentes ancha y angosta de $H\beta$ son comparables se las clasifica como Seyfert 1.5. Aquellas donde la componente ancha de $H\alpha$ y $H\beta$ son débiles pero aún detectables, se las llama Seyfert 1.8. Finalmente, en las que una débil componente ancha sólo se observa en $H\alpha$ y no en $H\beta$, se las clasifica como Seyfert 1.9 (Osterbrock, 1981). En general las luminosidades de $H\alpha$ son un orden de magnitud mayores en Sy 1 que en Sy 2 (Gu y col., 1997). A partir de estudios estadísticos sobre las diferencias entre Sy 1 y Sy 2, Curran, 2000; Keel, 1980; Maiolino y Rieke, 1995 encuentran que los tipos intermedios de Seyfert 1, 1.2 y 1.5 se dan más en galaxias “face-on” mientras que aquellas de tipo 1.8 y 1.9 ocurren en los casos “edge-on”.

Regiones de HII nucleares

Muchos núcleos galácticos presentan líneas angostas (Balmer, [OIII]), características de regiones de HII ionizado por estrellas calientes. Son núcleos “normales” y no AGN. Un ejemplo del espectro de región HII del medio intracúmulo de Virgo se muestra en la Figura 7.

Galaxias Starburst

En estos objetos la formación estelar ocurre a tasas mucho mayores que la media durante un tiempo de vida galáctico.

Estrictamente hablando, las regiones HII, las Starburst y probablemente una fracción de los LINERs no serían núcleos activos propiamente dichos.

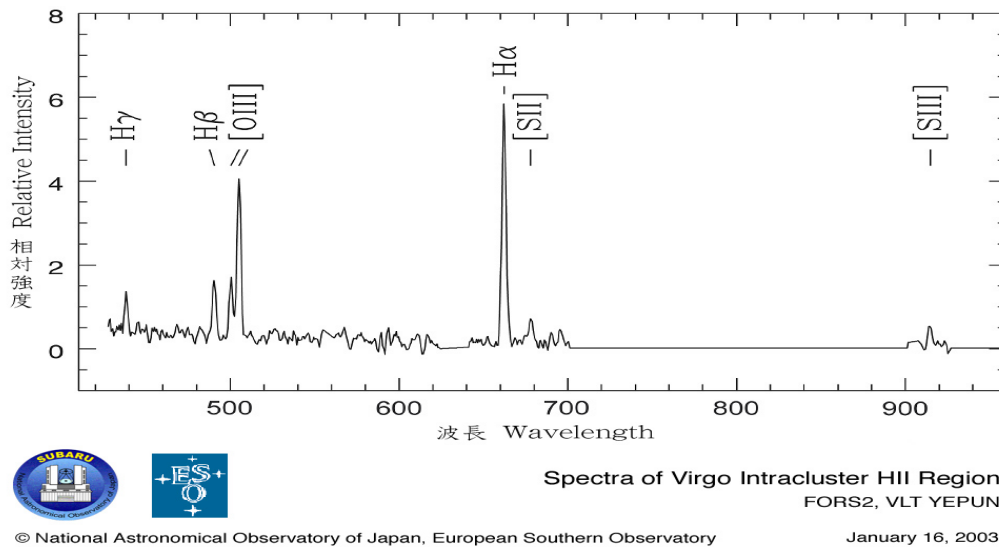


Figura 7: Espectro óptico de una región HII en el medio intracúmulo de Virgo. Extraído de <http://subarutelescope.org/Pressrelease/2003/01/16/index.html>

MODELO UNIFICADO

El paradigma estructural

El llamado modelo unificado propone que todas las galaxias Seyfert son intrínsecamente objetos similares, explicando la variedad de propiedades de las subclases como consecuencia de un cambio de orientación de nuestra línea de la visual respecto a un conjunto de estructuras circumnucleares universal.

Se atribuye a Rowan-Robinson, 1977 el primer argumento explícito de que las Seyfert son una sola clase de galaxias. Él sugirió que cantidades diferentes de polvo rodean el núcleo óptico y atenúan las regiones emisoras de líneas anchas. Más tarde Veron y col., 1980 y Shuder, 1980 encontraron que las galaxias con líneas de emisión angosta (“Narrow Emission-Line Galaxies”; NELGS) tienen líneas anchas débiles y Mushotzky y Marshall, 1980 encontraron que ellas tienen grandes columnas de absorción en rayos X, y por lo tanto las NELGs fueron identificadas como Seyfert de tipo 1 oscurecidas. Osterbrock, 1981 dedujo la importancia del polvo en galaxias Seyfert intermedias, a partir del decremento de Balmer. Lawrence y Elvis, 1982 propusieron oscurecimiento para hacer la “Broad Line Region” (BLR) invisible en Seyfert 2. La situación hasta principios de la década de los 80 fue resumida por Osterbrock, 1984, quien esbozó una imagen del núcleo de Seyfert con una región central de líneas anchas de simetría cilíndrica, de la cual el radio plasma y los fotones ionizantes escapan a lo largo del eje y produce estructuras cónicas. El eje de simetría está inclinado relativo al disco galáctico.

Las primeras evidencias convincentes de que las Seyfert 1 y 2 son esencialmente el mismo tipo de objeto, vinieron del trabajo de Antonucci y Miller, 1985 a partir de estudiar la galaxia Seyfert 2 NGC 1068. Ellos observaron líneas anchas de emisión en luz polarizada, con Full Width at Half Maximum (FWHM) similar a las líneas permitidas anchas de Seyfert 1, según se muestra en la Figura 8. Esto dio origen al

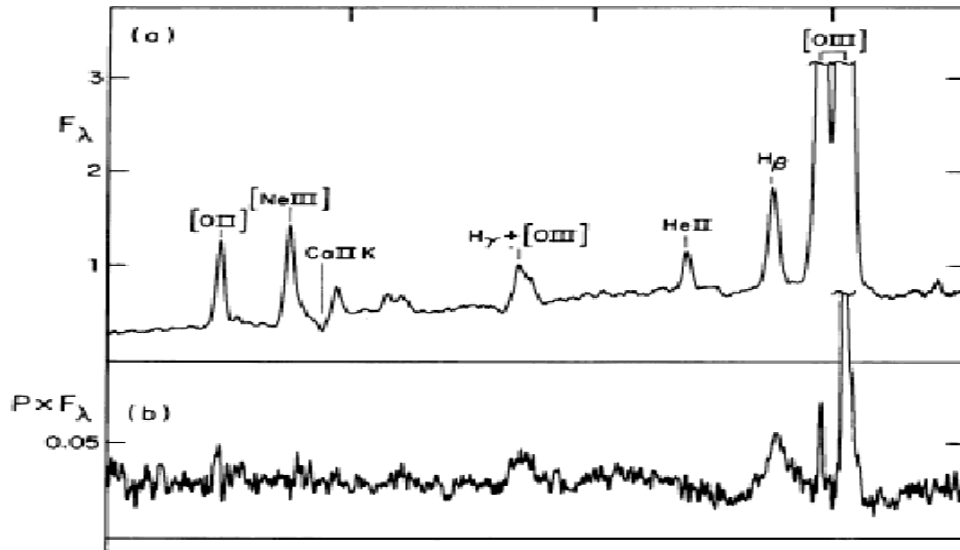


Figura 8: Flujo y Flujo polarizado, para la región azul del espectro de NGC 1068, con una resolución de 10 Å. Extraído de Antonucci y Miller, 1985

modelo estándar de unificación entre galaxias Seyfert 1 y 2, según el cual existiría un toro ópticamente grueso, centrado alrededor del núcleo de la galaxia, tal que cuando se observa a un ángulo pequeño al eje del toro, el núcleo activo y la región de líneas anchas son observadas. Si el eje del toro es observado a un gran ángulo con la línea de la visual, sólo la región de líneas angosta es observada.

Antonucci y Miller, 1985 sugirieron que “el continuo y la región de líneas anchas están ubicadas dentro de un disco óptica y geoméricamente denso. Los fotones del continuo y de la región de líneas anchas, son dispersados hacia la línea de la visual por electrones libres encima y debajo del disco”. Así, los fotones son dispersados hacia nuestra línea de la visual por un “espejo” que tiene una visión directa del núcleo. Ésta es quizás la pieza de evidencia más fuerte, para la unificación de la orientación de galaxias Seyfert.

Varios escenarios fueron propuestos para unificar las galaxias activas. Lo que tienen en común es la idea de que sólo unas pocas propiedades físicas subyacentes podrían explicar la gran variedad de AGNs que observamos. Lawrence, 1987 propone un modelo unificado de la siguiente manera: “Sólo hay un tipo de Galaxia de Núcleo Activo (AGN). La variedad observada depende de 3 grados de libertad:

1. Opacidad del polvo, la cual produce la distinción entre AGNs del tipo 1 y 2.
2. Ángulo de visión del jet relativístico, el cual produce la distinción entre blazars y AGN de tipo 1.
3. Fracción de tiempo en actividad, que da la diferencia entre radio-loud y radio-quiet AGN.

Un cuarto grado de libertad sería la luminosidad total.

Sin embargo, varios aspectos son todavía controversiales: por ejemplo, algunos autores sugieren que la dicotomía en la potencia en radio es intrínseca y depende

del momento angular del agujero negro central. También, Singal, 1993 cuestiona si el ángulo de visión del jet relativístico puede unificar objetos radio-loud.

Cuatro posibles esquemas han sido propuestos, para explicar la falta de líneas anchas evidentes en los espectros ópticos de las Seyfert 2 (Lawrence, 1987):

- Las galaxias Seyfert de tipo 2 carecerían de la región de líneas anchas (Osterbrock y Koski, 1976).
- Las galaxias Seyferts estarían alimentadas por estrellas masivas, extremadamente calientes y de corta vida, y por las supernovas en que ellas eventualmente se convierten.
- Los tipos de Seyferts podrían ser una secuencia evolutiva. Por ejemplo, algunas Seyfert han tenido cambios rápidos y espectaculares de 1 a 2 y viceversa, en los cuales la región de líneas anchas se “enciende” o “apaga” en períodos de tiempo tan cortos como algunos meses.
- Galaxias Seyfert de tipo 2 tendrían una región de líneas anchas y una fuente central del continuo, pero éstas están oscurecidas para algunas direcciones de la visual (Antonucci y Miller, 1985).

Se han observado algunas Seyfert 1 que se “apagan” y, en ellas, la diferencia entre los tipos de Seyfert parece ser una falta de región de líneas anchas. La presencia de líneas anchas polarizadas en otras galaxias del tipo 2, muestra que no todas las Seyfert 2 carecen de la región de líneas anchas y por lo tanto la primera posibilidad es sólo una parte de la historia.

Lawrence argumenta que el segundo esquema presenta problemas, porque no explica la similitud de los cocientes de líneas de la región de líneas angostas en Sy_1 y Sy_2 . Además, Peterson y col., (1992) encuentran que las escalas de tiempo de variabilidad y los perfiles de líneas de la BLR, que posiblemente no cambian, argumentan en contra de este modelo.

Es de tener en cuenta además que, las transiciones observadas entre tipos de Seyfert son demasiado rápidas como para ser causadas por oscurecimiento, y por eso parece que el AGN se “apaga”, tal vez debido a una falta temporaria del “material combustible” (Ver final de 1.1). Sin embargo, hay más factores involucrados para explicar la falta de líneas anchas en Seyfert 2.

El cuarto modelo es el más aceptado actualmente. En este escenario, el combustible acretado es canalizado por un disco que circunda el agujero negro supermasivo. A medida que este combustible cae en espiral hacia el centro, libera energía gravitacional que potencia el fenómeno AGN. Por fuera del plano del disco de acreción, y muy dentro de la pared de potencial de la masa central, nubes de materia densa con altas velocidades aleatorias son irradiadas por el disco, produciendo líneas de emisión con grandes anchos Doppler cinemáticos. Estas nubes definen la región emisora de líneas anchas o BLR donde se producen las líneas anchas que caracterizan las galaxias Seyfert 1. Más lejos del potencial central, nubes de menor densidad y menores velocidades aleatorias definen la NLR, donde se producen líneas de emisión con anchos Doppler menores que las nubes de la BLR.

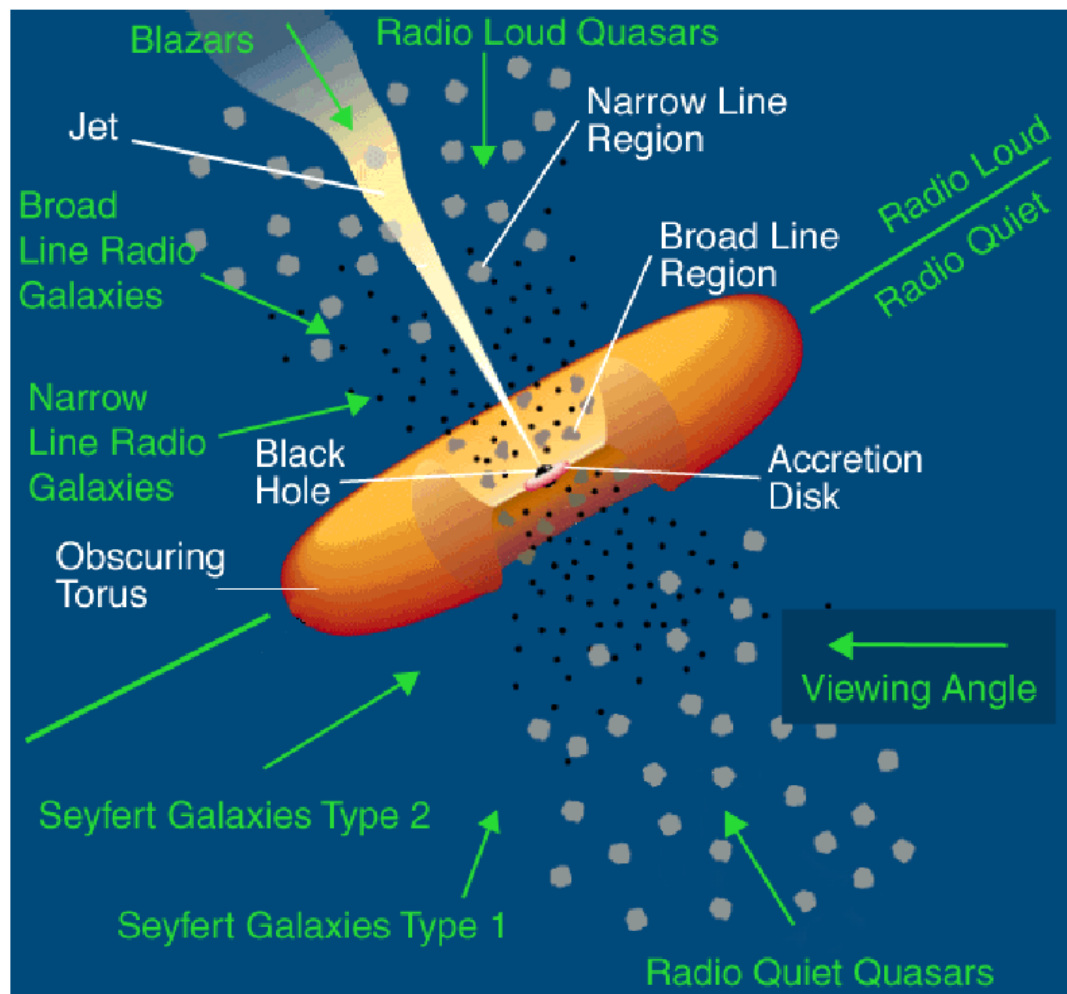


Figura 9: Esquema simplificado de las estructuras planteadas por el modelo unificado y las direcciones de la visual a partir de las que se puede observar un espectro de tipo 1 (líneas anchas y angostas, continuo intenso) o 2 (sólo líneas angostas, continuo más debil). Extraído de Urry y Padovani, 1995.

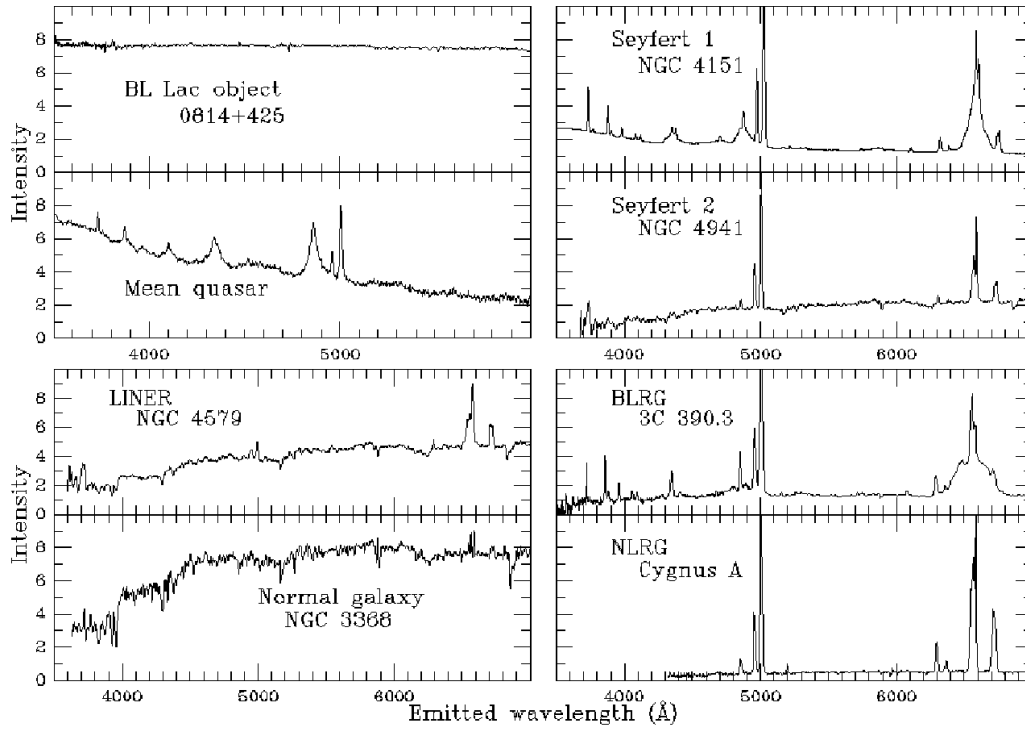


Figura 10: Variedad de espectros que podrían ser explicados según las distintas direcciones a la visual, por el modelo unificado. Imagen extraída de <http://www.astr.ua.edu/keel/agn/spectra.html>

La pieza final del rompecabezas y la estructura clave en el modelo unificado (y la más especulativa), es la presencia de un toro ópticamente grueso de gas y polvo rodeando la BLR (Krolik y Begelman, 1988). En ciertas direcciones de la visual, este toro cubriría el disco de acreción y la BLR, imposibilitando la observación directa de la emisión óptica de las regiones internas, mientras que en otras direcciones de la visual esa emisión no estaría bloqueada. En el primer caso, el espectro observado sólo presenta líneas de emisión angostas mientras que en el último caso tiene tanto líneas de emisión angostas como anchas. Por lo tanto, el toro causará que el espectro Seyfert sea sumamente anisotrópico. De esta forma, las apariencias contrastantes de las galaxias Seyfert de tipo 1 y de tipo 2 son atribuidas al posible hecho de que el toro esté o no bloqueando nuestra línea de la visual más que a diferencias intrínsecas entre las fuentes. En la Figura 9 se esquematiza la estructura aceptada del modelo unificado, con los diferentes tipos de galaxias que se observarían según el ángulo que se forme entre la visual del observador y el eje del toro. Por otra parte, en la Figura 10 se muestran la variedad de espectros que podrían ser explicados de esta manera según el modelo unificado.

Argumentos a favor del Modelo Unificado

Luego de los resultados de Antonucci y Miller, 1985, se encontró numerosa evidencia observacional que soporta este modelo. Miller y Goodrich, 1990, encontraron más ejemplos similares a NGC 1068. Usando espectropolarimetría observaron 4 galaxias Seyfert 2 con una región de líneas anchas escondida, estableciendo este

resultado de manera más segura.

Recordemos que las Seyfert 1 tienen un núcleo brillante de forma estelar, mientras que en las Seyfert 2 el continuo y las líneas anchas de emisión son débiles o no se encuentran (e.g. Lawrence, 1987). Esto da impulso al punto de que el continuo es más fuerte en galaxias Seyfert 1 que en Seyfert 2. Más aún, las Seyfert 2 que muestran anchas líneas polarizadas, también muestran un continuo débil con la misma polarización que las líneas anchas, lo que puede ser entendido como algo oscureciendo nuestra visión directa del núcleo de la Seyfert 2, y solamente la luz dispersada proveniente del AGN se mantiene visible.

Con respecto a altas energías, se sabe que las columnas de absorción en rayos X son grandes en Seyfert 2 y pequeñas en Seyfert 1. Los espectros en X de Seyfert 2 y tipos intermedios revelan grandes columnas de absorción ($> 10^{26} \text{m}^{-2}$), mientras que en las Seyfert 1 son $< \sim 5 - 30 \times 10^{24} \text{m}^{-2}$ (Mushotzky, 1982; Pounds y col., 1990; Rao, Singh y Vahia, 1992). Las luminosidades en rayos X en Seyfert 2 son correspondientemente bajas. Sin embargo, NGC 1068 presenta una relación en el flujo de rayos X / flujo de líneas anchas, similar a las Seyfert 1 (Elvis y Lawrence, 1988), lo que sugiere que alberga un núcleo Seyfert 1 oscurecido, con rayos X y BLR visibles por dispersión.

Otro argumento a favor de este modelo es que todos los tipos de Seyfert poseen una NLR. Si los tipos de Seyfert fueran intrínsecamente diferentes, entonces las similitudes entre las propiedades de la NLR serían pura coincidencia (Cohen, 1983).

Por otro lado, la densidad espacial de Seyfert 2 con respecto a tipo 1 es de $\sim 2:1$. Lawrence, 1987 afirma que las teorías de Seyfert 1 “apagadas” tienen dificultades para explicar tal cociente, ya que predicen propiedades de excitación en NLR diferentes de las observadas. Las galaxias Seyfert 1 producen un continuo sin rasgos característicos (Featureless Continuum; FC) poderoso, que es variable en escalas de tiempo de semanas. Por otra parte las Seyfert de tipo 2 producen un FC que no varía y es muy débil o inclusive inexistente (Lawrence, 1987). Esto es consistente con que ambos tipos tengan núcleos variables, que solamente son visibles directamente en Seyfert 1. Además, se puede entender como que la luz del continuo dispersada en Seyfert 2, sería promediada sobre toda la región de dispersión, reduciendo así la variabilidad.

Problemas del modelo unificado

A pesar de las evidencias mencionadas a favor del modelo unificado, se encontraron algunos argumentos en contra.

Hasta la fecha se han detectado observacionalmente regiones toroidales en algunas galaxias, como por ejemplo NGC 4261 y en NGC 7469. Sin embargo, en los tamaños involucrados (del orden de decenas o hasta centenas de parsecs), son mayores que los implicados para galaxias Seyfert, y por eso puede que todavía no hayamos visto la región toroidal a la que se hace referencia en el modelo unificado. Tan sólo en la galaxia activa más cercana (NG 1068, a $\sim 18 \text{Mpc}$) se detectó una región emisora en radio, levemente toroidal. No obstante, la ausencia del toro es

probablemente debido a lo difícil de hacer tales observaciones para AGNs más lejanos. Las limitaciones son debido a que, aún con los mejores telescopios y condiciones de observación, la mejor resolución angular en el óptico es $\gtrsim 0''.1$ o ~ 10 pc para los AGNs más cercanos.

Estrictamente hablando, no se requiere una geometría exactamente toroidal. Sólo se necesita algo que cubra la fuente central del continuo y la BLR y no la región de dispersión o la NRL. En el caso particular de NGC 1068 la luz absorbida no es re-irradiada. Además, Cameron y col., 1993 encontraron que NGC 1068 es mucho mas débil en el infrarrojo medio que lo esperable si un toro estuviera degradando mucha luz del continuo hacia el infrarrojo. Ellos proponen un modelo de toro ausente para evitar esta dificultad y mantener aún la idea de unificación en la orientación.

Por otro lado, los cambios entre tipos observados en algunas Seyfert, fueron demasiado rápidos para ser causados por una nube pasando por nuestra línea de la visual, lo que probablemente implique un cambio intrínseco en el AGN. Entonces, tal vez muchas Seyfert 2 sean en realidad Seyfert 1 “apagadas”. Otro ejemplo es NGC 4151: según el modelo de unificación en la orientación, esta galaxia debería ser de tipo 2, dado que nuestra línea de la visual cae fuera del ángulo de apertura del cono de la NLR (e.g. Evans y col., 1993). Sin embargo, NGC 4151 es de tipo 1.

Finalmente, como mencionamos, la BLR está aparentemente ausente en muchas Seyfert 2. De acuerdo al modelo unificado, cuando una Seyfert 2 muestra una componente del continuo sin rasgos característicos, éste no es visto directamente sino que es dispersado hacia nuestra línea de la visual. Si esto ocurre, uno esperaría también fotones provenientes de la BLR, dispersados por el mismo “espejo” de e^- libres, propuesto por Antonucci y Miller, 1985, hacia nuestra línea de la visual. Sin embargo, el porcentaje de luz dispersada de la BLR es muy bajo y ocurre en muy contadas ocasiones (Cid Fernandes y Terlevich, 1993).

Todo lo mencionado implica que el modelo unificado está lejos de ser completo. Sin embargo, el escenario de núcleo activo oculto de alguna manera en los AGN de tipo 2 es válido en los aspectos esenciales, por lo que es generalmente adoptado para esquematizar el fenómeno AGN en sus distintos subtipos.

GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1

GALAXIAS NARROW LINE SEYFERT 1

Vimos que los AGNs se caracterizan por tener una emisión no-estelar en el continuo en casi todo el espectro electromagnético y también por poseer prominentes líneas de emisión en el ultravioleta y en el óptico. En general, la distribución de energía espectral (SED: Espectral Energy Distribution) del continuo puede ser descrita como una ley de potencias de la forma $F_\nu \propto \nu^\alpha$ intercalada con protuberancias y caídas. También vimos que las AGNs se pueden clasificar en dos tipos de acuerdo a su espectro de emisión: los de tipo 1 muestran líneas de emisión permitidas anchas, con FWHM de unos miles de km s^{-1} y líneas de emisión angostas de unos pocos cientos de km s^{-1} . Por otro lado los de tipo 2 muestran solamente líneas de emisión angostas.

Casi al mismo tiempo que se formulaban por primera vez los modelos de unificación entre AGNs de tipo 1 y 2, se encontraron dos objetos, Mrk 359 (Davidson y Kinman, 1978) y Mrk 42 (Koski, 1978; Phillips, 1978), que tienen todas las propiedades espectrales de un AGN de tipo 1, excepto que las “líneas permitidas anchas” son comparables en ancho con las líneas prohibidas, como en el caso de las AGN de tipo 2. Esta extraña mezcla de características hace a este grupo de AGNs muy interesante. Osterbrock y Pogge, 1985 denotaron a estos objetos como núcleos del tipo Narrow Line Seyfert 1 (NLS1).

Usualmente se definen las NLS1 con el criterio de que el FWHM de la componente ancha de H β sea menor que 2000 km/s y que el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta_{\text{tot}}$ sea menor que 3, donde $\text{H}\beta_{\text{tot}}$ simboliza el flujo total de la línea, es decir, contando sus dos componentes: ancha y angosta, (Osterbrock y Pogge, 1985).

Las galaxias NLS1 generalmente muestran fuertes emisiones de FeII, que anticorrelaciona en intensidad con la emisión en [OIII] y con el ancho de la componente ancha de las líneas de Balmer. A menudo la presencia de emisión de FeII se agrega como un criterio más en la clasificación de NLS1 (Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001). Diferentes estudios apuntan a que estas galaxias tienen masas de agujeros negros menores que las de otros AGNs, y por lo tanto representarían un importante enlace con los evasivos agujeros negros de masa intermedia; estos tendrían una masa mayor que los de masa estelar (del orden de $10^{2-3} M_\odot$), pero menor que los supermasivos ($\sim 10^6$), y han sido escasamente estudiados hasta ahora, principalmente debido a limitaciones instrumentales.

Líneas de emisión y propiedades del continuo

Las galaxias NLS1 presentan, en promedio, líneas de Balmer menos intensas que los AGN con líneas anchas (BLAGN; “Broad Line Active Galactic Nuclei”), más fuerte emisión de FeII y menores cocientes de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta_{\text{tot}}$ (e.g. Boroson,

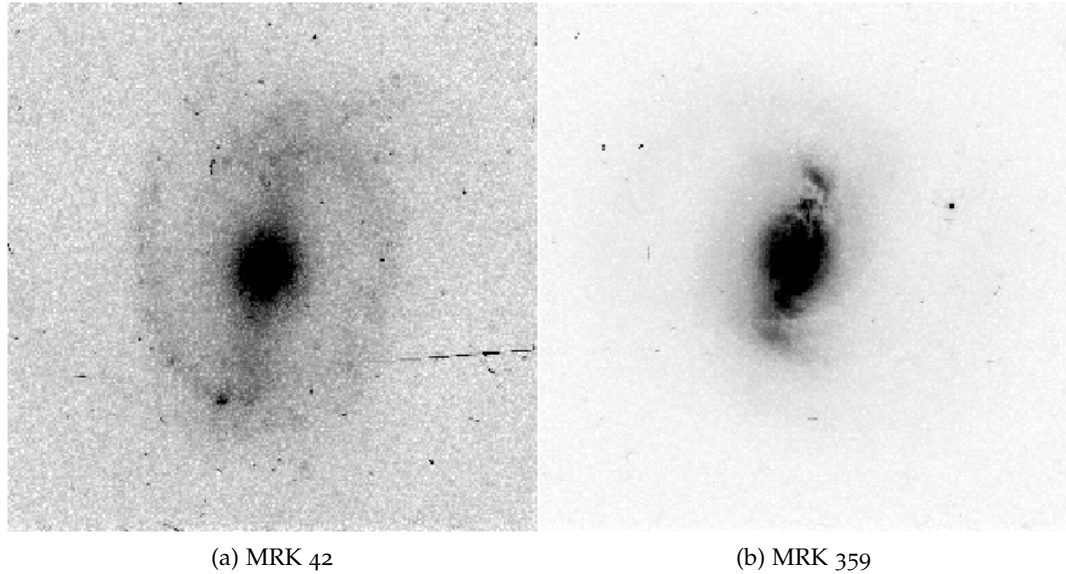


Figura 11: Imágenes en la banda 6030 Å de dos NLS1, extraídas de NASA Extragalactic Database (NED)

2002; Boroson y Green, 1992; Sulentic y col., 2002; Sulentic y col., 2000).

Una característica notable en muchos NLS1 es la alta asimetría hacia el azul de algunas líneas de emisión de alta ionización, principalmente [OIII] λ 5007 (e.g. Bian, Yuan y Zhao, 2005; Boroson, 2005; Zamanov y col., 2002) y CIV λ 1549 (e.g. Leighly y Moore, 2004; Sulentic y col., 2000, 2007; Wills, Shang y Yuan, 2000). Además, también se ha notado que presentan menores cocientes de CIV λ 1549/Ly α (e.g. Kuraszewicz y col., 2000b; Wills, Shang y Yuan, 2000) y mayor proporción en la intensidad de [SII]6716/6731, lo cual se corresponde con una menor densidad en la región de líneas angostas.

Comparadas con los BLAGN, los NLS1 son en menor porcentaje muy radio-loud, tienden a ser más luminosos en el infrarrojo, menos luminosos en el ultravioleta y muestran una mayor dispersión en las pendientes de espectros en rayos X, con mayor pendiente en los espectros en Soft X-Ray y mas aún en hard X-Ray. La variabilidad de los NLS1 es similar a la de las BLAGN en el óptico, por ejemplo luego de un análisis de placas fotográficas tomadas a lo largo de ~ 30 años, se observaron algunos picos de variabilidad de ~ 0.5 -1 mag en escalas de tiempo tan cortas como algunos días (Greiner y col., 1996).

Masas de agujeros negros en NLS1

Hay diversas maneras de determinar masas de agujeros negros en AGN. En esta sección se verá de que manera estimar la masa virial de los mismos, haciendo algunas suposiciones. Asumiendo que las nubes de la BLR están virializadas, esto es, con órbitas estables en el tiempo (Krolik, 2001; Wandel, Peterson y Malkan,

1999) y suponiendo una órbita circular, la masa del agujero negro central puede ser estimada utilizando la ecuación de Newton:

$$M_{\text{BH}} = R_{\text{BLR}} v^2 G^{-1} \quad (1)$$

donde M_{BH} es la masa del agujero negro central, R_{BLR} es la distancia de las nubes emisoras de líneas anchas al potencial gravitatorio central, v es la velocidad de las nubes emisoras y G es la constante de la gravitación universal. Hay que tener en cuenta que puede haber campos magnéticos que pueden contribuir a la dinámica (Krolik, 2001), y que puede haber vientos que podrían ensanchar el ancho de las líneas medidas (los cuales se corresponden con la velocidad de las nubes), excediendo este ancho al verdaderamente producido por el potencial del agujero negro. En estos casos la masa estimada puede estar sobreestimada. Para estimar la masa a través de la ecuación 1 es necesario entonces conocer la velocidad de las nubes y la distancia de las mismas al potencial gravitatorio central.

Para ello, el mejor método es el de “reverberación” (Peterson y col., 1992), que básicamente considera el tiempo transcurrido entre la variación del continuo y su correspondiente variación en la intensidad de las líneas de emisión. Sin embargo, este método resulta sumamente oneroso, ya que se debe observar por mucho tiempo, por lo que se ha podido determinar de esta manera tanto el tamaño de la BLR como la masa de los agujeros negros para muy pocos AGNs. Pocas galaxias NLS1 fueron mapeadas por este método, por lo que se asume que la relación obtenida para BLAGN aplica también para NLS1.

Una característica de las galaxias tanto activas como normales, es que existe una relación directa entre la dispersión de velocidades estelares del esferoide central y la masa del agujero negro supermasivo. Observando galaxias normales cercanas (sin núcleo activo), Tremaine y col., 2002 encontraron una correlación entre la dispersión de velocidades estelares (σ_*) y la masa del agujero negro central (M_{BH}), de la forma:

$$\log \left(\frac{M_{\text{BH}}}{M_{\odot}} \right) = \alpha + \beta \log \left(\frac{\sigma_*}{\sigma_0} \right) \quad (2)$$

con $\alpha=8.13$ y $\beta=4.02$, para $\sigma_0=200 \text{ kms}^{-1}$ (ver fig. 12).

Como dijimos, esta relación es válida también para AGNs. Sin embargo, en estos casos se presenta una complicación, debido a que es difícil medir la dispersión de velocidades estelares, principalmente por el hecho de que el continuo no-estelar es tan alto en los AGN que las líneas de absorción estelares se encuentran muy “diluídas”. Una posible solución es usar los anchos de las líneas de emisión como sustitutos para la dispersión de velocidades estelares. Empleando el ancho de [OIII] $\lambda 5007$, hay estudios que ponen las NLS1 fuera de la relación $M_{\text{BH}}-\sigma$ (Bian y Zhao, 2004a; Grupe y Mathur, 2004; Mathur y Grupe, 2005b; Mathur, Kuraszkiewicz y Czerny, 2001; Zhou y col., 2006a), mientras que otros la colocan dentro de la misma (Botte y col., 2005; Wang y Lu, 2001). En general, el ancho del “core” de la línea de [OIII] es un buen sustituto para σ_* , pero sólo luego de excluir objetos que tienen su campo de velocidades de [OIII] dominado por altas velocidades radiales (es decir componentes asimétricas; ver fig. 13) (Komossa y Xu, 2007).

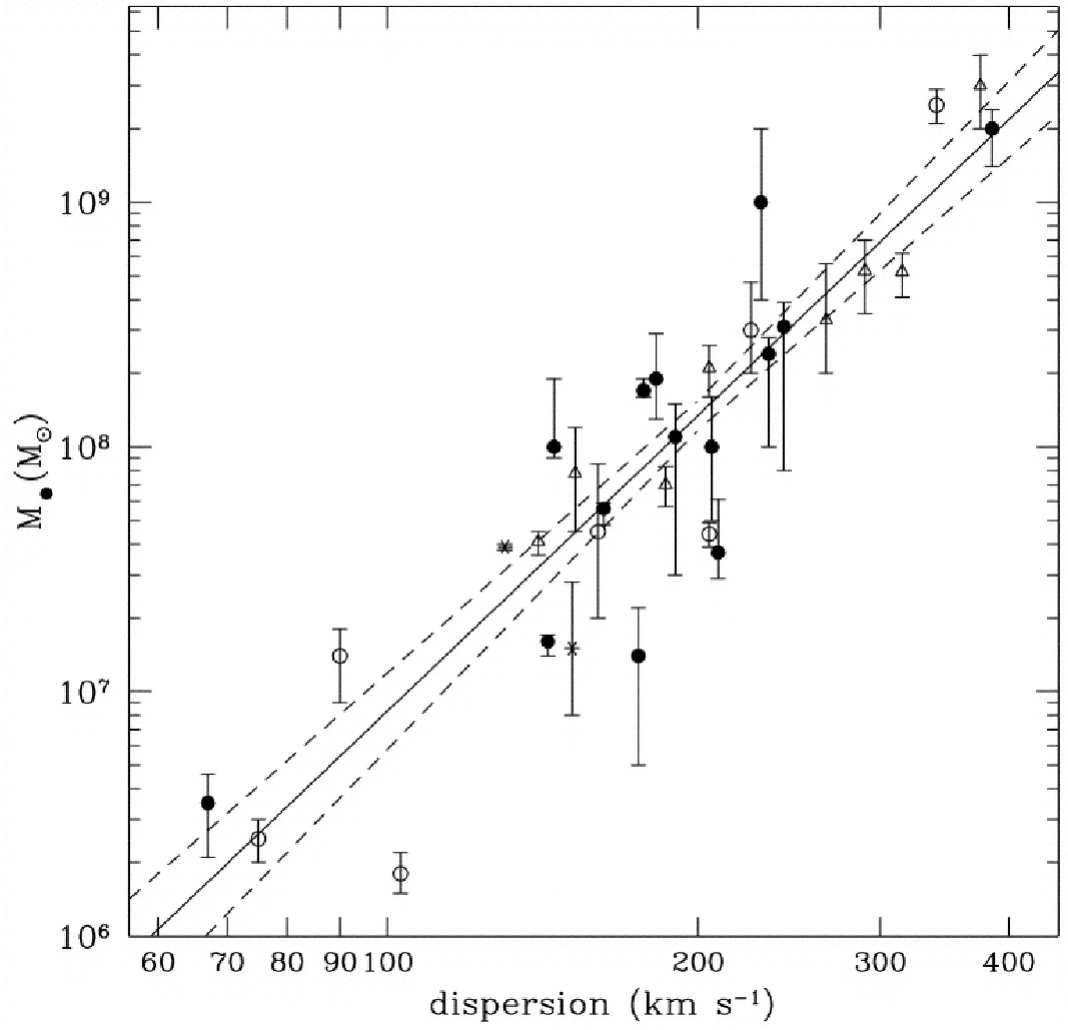


Figura 12: Relación entre la dispersión de velocidades estelares (σ_*) y la masa del agujero negro (M_\bullet), extraído de Tremaine y col., 2002. Masas basadas en cinemática estelar se denotan en círculos, en cinemática del gas en triángulos y en cinemática de maser por asteriscos; Mediciones de Nuker se muestran en círculos rellenos. Las líneas punteadas marcan los límites del mejor ajuste en 1σ .

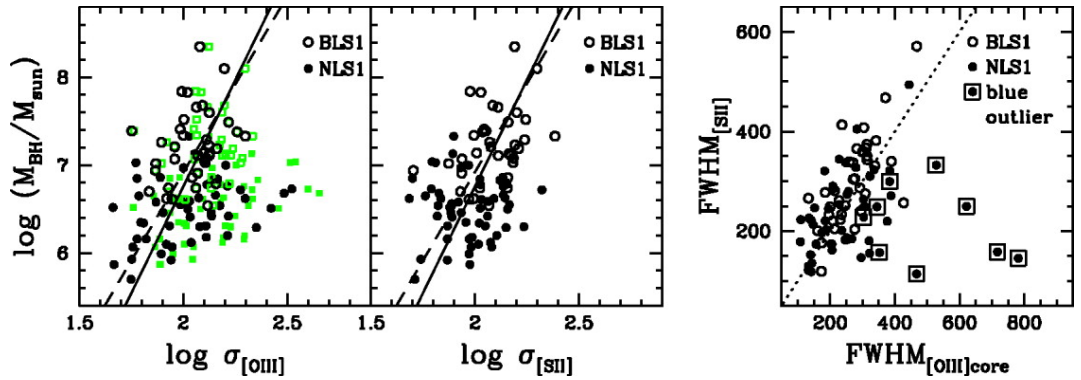


Figura 13: $\log(M_{\text{BH}}/M_\odot)$ en función del $\log(\sigma_{[\text{OIII}]})$ (Izquierda), $\log(\sigma_{[\text{SII}]})$ (Medio) y $\text{FWHM}_{[\text{SII}]}$ contra el $\text{FWHM}_{\text{núcleo}[\text{OIII}]}$ (Derecha). Extraído de Komossa y Xu, 2007.

La mayoría de los estudios encuentran sistemáticamente masas de agujeros negros más chicas para NLS1 que para BLN. Hubo intentos para “corregir” esta

discrepancia, por ejemplo, teniendo en cuenta posibles efectos de inclinación. Aunque estos intentos apuntan a subir las masas de los agujeros negros, las posiciones de los NLS1 en el plano M- σ se encuentran desplazadas de la mayoría de la población de BLAGN. Una evidencia independiente de masas pequeñas de agujeros negros proviene de observaciones en rayos X, en particular a partir de estudios de variabilidad (Hayashida, 2000; McHardy y col., 2006) los que se basan en una anticorrelación que se observa entre la escala del tiempo de variabilidad y la masa del agujero negro.

Tasas de acreción

Los NLS1 son importantes bancos de prueba de modelos de acreción, ya que muy probablemente acretan a valores muy cercanos al máximo permitido. El gas que es acretado hacia el agujero negro central, debería formar un disco de acreción. A pesar de esto, se han llevado a cabo extensos análisis sobre flujos de acreción esféricos o cuasi esféricos hacia el agujero negro. Hay una luminosidad crítica asociada con la acreción cuasi esférica, llamada *Luminosidad de Eddington* (también conocido como límite de Eddington), la cual se define como la luminosidad máxima a la que irradia un objeto en equilibrio hidrostático en el que la presión de radiación saliente es balanceada con la fuerza de gravedad:

$$L_E = \frac{4\pi c G M m_p}{\sigma_T} = 1,26 \times 10^{46} M_8 \text{ergs}^{-1} \quad (3)$$

donde σ_T es la sección transversal de Thompson, m_p es la masa del protón, G la constante de gravitación universal y $M_8 = M/10^8 M_\odot$, con M la masa del agujero negro.

Asociada a ésta se encuentra la tasa de acreción de Eddington, es decir la conversión de masa en energía radiante a una dada eficiencia η en el límite de su luminosidad.

$$L = \eta \dot{M} c^2 \quad (4)$$

Esta cantidad es difícil de medir directamente, por lo que generalmente se toma la tasa de acreción relativa a la tasa de Eddington parametrizada como $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$, donde la luminosidad bolométrica L_{bol} es estimada en la mayoría de los casos a partir de mediciones en una sola banda de energía (o línea de emisión) y teniendo en cuenta una corrección bolométrica fijada (para esa banda o línea).

Una de las propiedades más sorprendentes de las NLS1 es que éstos presentan una luminosidad cercana a la L_E por lo que su tasa de acreción es significativamente alta. Independientemente, a partir de espectros en rayos X, también se deduce que la acreción es cercana a la tasa de Eddington o aún superior. Esta propiedad, asociada a la baja masa de los agujeros negros centrales, hace que los NLS1 sean objetos dignos de estudio en el fenómeno AGN.

Galaxias huéspedes

Poco se conoce sobre las galaxias huéspedes de NLS1. Krongold, Dultzin-Hacyan y Marziani, 2001 estudiaron el ambiente y las galaxias huéspedes en una muestra

de 27 NLS1. En sus conclusiones expresan que las NLS1 residen en ambientes similares a las BLAGN (ver fig. 14 izquierda) y tienden a tener galaxias huéspedes más pequeñas. Algunos estudios indicarían que la fracción de barras es mayor en NLS1 que en BLAGN (fig. 14 derecha) (Crenshaw, Kraemer y Gabel, 2003; Ohta y col., 2007).

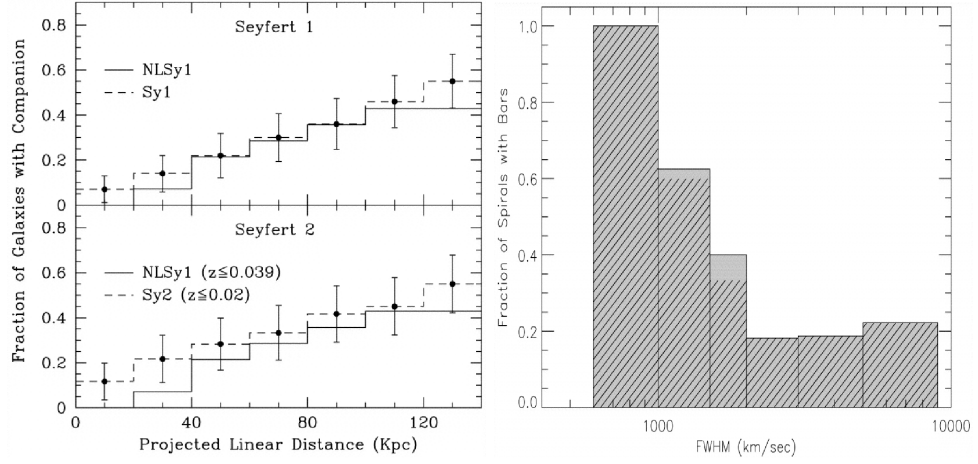


Figura 14: Izquierda: Fracción de galaxias con compañera de galaxias Seyfert 1 y 2 comparadas con NLS1, figura extraída de Krongold, Dultzin-Hacyan y Marziani, 2001. Derecha: Fracción de galaxias Seyfert espirales con barras en función del FWHM de la componente ancha de H β en emisión. Extraído de Crenshaw, Kraemer y Gabel, 2003

Entre las galaxias con barras de gran envergadura, NLS1 muestran una fracción mayor de espirales de polvo nucleares y anillos estelares nucleares, que podrían indicar una acreción de material más eficiente de sus agujeros negros (Deo, Crenshaw y Kraemer, 2006).

Las imágenes en infrarrojo cercano de las galaxias huéspedes revelaron que sus bulbos son más rojos que las galaxias no activas y que las BLAGN (Rodríguez-Ardila y Mazzalay, 2006; Ryan y col., 2007). Por otro lado, recientemente se ha determinado que en las galaxias huéspedes de NLS1 la formación estelar es mayor que en otros AGNs (Sani y col., 2010).

Radio-Loudness

Hasta hace poco, no había casi conocimiento sobre las propiedades en radio de los NLS1. Los análisis de correlación mostraron que la alta emisión en radio ocurre preferentemente en objetos con líneas anchas de Balmer y débil emisión de FeII (Boroson y Green, 1992; Sulentic y col., 2003), por lo que sería raro encontrar esta cualidad en galaxias NLS1.

Una búsqueda sistemática de galaxias NLS1 *radio-loud* (Komossa y col., 2006), mostró que los NLS1 no son completamente “radio-quiet”, aunque sí son menos propensos a ser radio-loud que las BLAGN. Apenas el $\sim 7\%$ de todas las NLS1 son radio loud (Komossa y col., 2006; Zhou y col., 2006a), mientras que 2.5 % son “muy” radio-loud ($R_{1,4} \equiv f_{\nu}(1,4\text{GHz})/f_{\nu}(4400\text{\AA})$, con $R_{1,4} > 100$). Aparentemente

los radio-loud corresponderían al rango superior de masas de agujeros negros de NLS1s.

Las propiedades ópticas de estas galaxias NLS1 radio-loud son similares a las de la población de NLS1 como un todo. Una excepción es que la emisión en FeII es moderadamente más intensa que en los radio-quiet NLS1 (Komossa y col., 2006). Sin embargo, es de tener en cuenta que los mecanismos que impulsan las propiedades en radio de las NLS1, (tasas de acreción, spin del agujero negro, propiedades de la galaxia huésped e historia de mergers), todavía siguen siendo exploradas.

LAS NLS1 A LO LARGO DEL ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

A continuación se presentan las principales propiedades observacionales de las NLS1 en las distintas longitudes de onda: óptico, ultravioleta, rayos X duros y blandos, radio e infrarrojo. En algunos casos se comparan estas propiedades con las de las Seyfert 1.

Radio

- La luminosidad del continuo en esta longitud de onda es similar en las NLS1 a las encontradas en las Seyfert 1 (Ulvestad, Antonucci y Goodrich, 1995).
- El tamaño medio de la fuente emisora en radio es en general del orden de los 300 pc (Ulvestad, Antonucci y Goodrich, 1995). Como se mencionó antes, algunos objetos albergan jets que emiten en esta longitud de onda.

Infrarrojo

- La luminosidad en el infrarrojo cercano y en el infrarrojo lejano es similar en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).
- La banda L, la cual es sensible a la orientación del toro de polvo, es en promedio similar en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Murayama, Mouri y Taniguchi, 2000).

Óptico

- Como se mencionó anteriormente, las NLS1 muestran líneas de emisión de H α anchas, aunque en el caso de H β las líneas son más angostas, con $\text{FWHM}_{\text{H}\beta} < 2000 \text{ km s}^{-1}$ (Osterbrock y Pogge, 1985).
- Los perfiles de las líneas permitidas en las NLS1 son diferentes a los de las Seyfert 1. En estas últimas, la componente ancha domina el perfil y es más evidente que en las NLS1.
- Las NLS1 presentan líneas permitidas y prohibidas angostas, con FWHM de algunos cientos de km s^{-1} .

- Los anchos equivalentes de las líneas de emisión (definido como la sección de una superficie contada entre el nivel del continuo, normalizado a la unidad y el nivel de referencia en cero, que tiene una superficie idéntica al perfil de la línea) de la serie de Balmer son menores en las NLS1 que en las Seyfert 1; $EW(H\beta) \approx 32 \pm 16 \text{ \AA}$ en las NLS1; mientras que para las Seyfert 1 se tiene $EW(H\beta) \approx 88 \pm 37 \text{ \AA}$ (Goodrich, 1989).
- El tiempo de variación de las líneas de emisión es similar al observado en las Seyfert 1. Sin embargo esta variación es más débil en las NLS1 en cuanto a intensidad.
- La relación $[OIII]\lambda 5007/H\beta \leq 3$ define a las NLS1, siendo éste el valor límite propuesto por (Goodrich, 1989; Osterbrock y Pogge, 1985). Considerando solamente la componente delgada de $H\beta$, la relación $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ está en el rango 1 – 5 (Rodríguez-Ardila y col., 2000).
- Se encuentran líneas de emisión de alta ionización, como ser $[FeVII]\lambda 6087$ y $[FeX]\lambda 6735$ (Davidson y Kinman, 1978; Nagao, Taniguchi y Murayama, 2000). La relación $[FeVII]\lambda 6087/[OIII]\lambda 5007$ en las NLS1 es generalmente similar a la encontrada en las Seyfert 1 (Taniguchi, Murayama y Nagao, 1999).
- Las líneas de emisión del $[FeII]$ son generalmente más intensas que en las Seyfert 1. Hay una fuerte correlación entre la relación $[FeII]\lambda 4570/H\beta$ y el ancho FWHM de $H\beta$ (Marziani y col., 1996; Zheng y O'Brien, 1990).
- Se encuentra una anti-correlación entre los cocientes $[FeII]\lambda 4570/H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007/H\beta$.
- La polarización detectada en algunas NLS1 es atribuida a la dispersión producida por el polvo y no a la dispersión electrónica (Goodrich, 1989); hay que tener en cuenta que la polarización observada en la mayoría de las Seyfert 2 es debida al *scattering* electrónico (Antonucci y Miller, 1985; Miller y Goodrich, 1990; Tran, 1995).

Ultravioleta

- Algunos cocientes entre intensidades de líneas en el UV, por ejemplo $[CIV]\lambda 1549/Ly\alpha$, muestran ser similares en las NLS1 y en las Seyfert 1 (Crenshaw y col., 1991).
- Se encuentran líneas del UV con anchos de aproximadamente 5000 Km s^{-1} , comparables con las encontradas en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).
- La luminosidad en el UV de las NLS1 suele ser más débil que en las Seyfert 1 (Rodríguez-Pascual, Mas-Hesse y Santos-Lleo, 1997).

Rayos X

- Las galaxias NLS1 suelen ser más fuertes emisoras de rayos X blandos que las Seyfert 1. En la región de los rayos X duros, las NLS1 con mayor intensidad en los rayos X blandos emiten más fuertemente que las Seyfert 1.
- La escala de tiempo de variabilidad del espectro en rayos X blandos es menor a un día. Esto corresponde con un tamaño de la BLR menor a un día luz, siendo menor que el tamaño característico de la BLR en las Seyfert 1.

ESTE TRABAJO

Como vemos, los NLS1 representan un tipo de objetos muy particular dentro del fenómeno AGN. Dada su relativamente baja masa de agujeros negros centrales y alta tasa de acreción, algunos autores sugieren que los NLS1 representarían las etapas iniciales de los AGN, por lo que posteriormente evolucionarían hacia tipos más definidos de AGN de tipo 1 ó 2.

No obstante, algunas preguntas subsisten, principalmente relacionadas con la confirmación de estas características. Uno de los principales objetivos en el estudio de los AGN es la determinación de la forma del continuo no-estelar. La importancia de ello radica principalmente en la identificación de los mecanismos de ionización en AGN y su posible evolución cosmológica. Según vimos, diversos modelos han sido propuestos para explicar la fuente de ionización en AGN, siendo el más aceptado el que involucra la acreción de materia en el agujero negro supermasivo central de la galaxia. Como consecuencia, el disco de acreción emite un continuo ionizante descrito generalmente como una ley de potencias de la forma $F(\nu) \propto \nu^\alpha$. Aunque esta parametrización ha sido ampliamente aceptada, la determinación del índice espectral ha dado resultados muy diversos. Algunos autores obtienen $\alpha \sim -0.6$ (O'Brien, Wilson y Gondhalekar, 1988), mientras que para una muestra de quasars a alto redshift, Francis, 1996 obtiene $\alpha \sim -0.3$ ¹. Es llamativo que en los últimos años no ha habido progresos con respecto a la determinación del índice espectral en Seyferts y Quasars. Además, los trabajos antes mencionados se centran en la determinación del índice espectral sólo mediante técnicas fotométricas y en diferentes bandas.

Un aspecto muy prometedor y aún no muy explorado es la cuantificación de α mediante la espectroscopía en el óptico-UV. La gran base de datos Sloan Digital Sky Survey (SDSS-III, DR8; Eisenstein y col., 2011) provee espectros de más de un millón de galaxias en el rango $\sim 3800\text{-}9200 \text{ \AA}$, lo cual es una gran oportunidad para estudiar AGN a diferentes redshifts y de manera homogénea.

El aspecto primordial a tener en cuenta en el análisis espectral es que el continuo no-estelar está "inmerso" en el espectro observado, el cual tiene contribuciones tanto de este continuo como de las poblaciones estelares de la galaxia huésped, por lo que se debe recurrir a una descomposición espectral. Para ello, una herramienta de gran utilidad en la determinación de las distintas componentes de una galaxia (normal ó activa) es la llamada Síntesis Espectral, la cual descompone el espectro observado en las distintas poblaciones estelares presentes en la galaxia huésped y además identifica y cuantifica el continuo no-estelar del núcleo activo. La determinación de esta emisión no-estelar en Seyferts y Quasars a diferentes redshifts es de suma importancia para comprobar hasta qué punto el Modelo Unificado explica los diferentes tipos de AGN y su posible evolución.

¹ Es de notar que la determinación precisa de α es crucial en quasars a alto redshift: a $z = 2$ la corrección-k implicaría un incremento en la luminosidad en un factor ~ 2 si se elige $\alpha = -0.3$ en vez de $\alpha = -0.6$, lo cual lleva a una gran incerteza en la determinación de la función de luminosidad y la evolución cosmológica.

En el presente Trabajo analizaremos una muestra NLS1 extraída del Sloan Digital Sky Survey - Data Release 7 (SDSS - DR7). Tanto la muestra como el análisis espectroscópico, realizado con el código de síntesis espectral Starlight (Cid Fernandes y col., 2004; Vega y col., 2009) serán descritos en el siguiente Capítulo, mientras que los resultados los presentaremos en los Capítulos 4, 5 y 6. En el capítulo 7 se presentarán los resultados concernientes a la observación haciendo uso del Telescopio GEMINI en modo IFU, de una galaxia NLS1 con características particulares. A modo de cierre se listarán las conclusiones arribadas en el transcurso del trabajo.

MODELIZACIÓN DE ESPECTROS

MUESTRA OBSERVACIONAL

Dado que nuestra muestra observacional es extraída del Sloan Digital Sky Survey, conviene repasar en que consiste dicho relevamiento.

Sloan Digital Sky Survey

El Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York y col., 2000) es uno de los relevamientos más grandes y ambiciosos realizados hasta el momento. Cuenta con imágenes profundas multi-color que cubren más de un cuarto del cielo y crea mapas tridimensionales que contienen más de 2500000 galaxias y más de 680000 quasars, en su versión más reciente, el "Data Release 14 (DR14)". Los datos obtenidos por SDSS han sido publicados para la comunidad científica en publicaciones anuales, a medida que se van obteniendo los datos. El SDSS consiste en un relevamiento fotométrico y espectroscópico construido con el telescopio de 2.5 m del Observatorio Apache Point en Nuevo México, equipado con dos poderosos instrumentos especialmente diseñados con este propósito. Su cámara de 120 megapíxeles toma imágenes de 1.5 grados cuadrados (alrededor de ocho veces el área de la luna llena) del cielo por vez. Además cuenta con un par de espectrógrafos alimentados por fibras ópticas que toman espectros (y determinan por lo tanto las distancias), de más de 600 galaxias y quasars en una sola observación. Un conjunto de pipelines de software, diseñado especialmente para este relevamiento, mantuvo el ritmo con el enorme flujo de datos del telescopio. El SDSS fue progresando a través de diferentes fases comenzando con, SDSS-I (2000-2005), SDSS-II (2005-2008), SDSS-III (2008-2014), y finalmente SDSS-IV (2014-). El último conjunto de datos puesto a disposición del SDSS-IV es el "Data Release 14"(DR14) liberado en Julio del 2016. Los principales relevamientos que incluyen este ultimo set de datos son APOGEE-2, eBOSS y MaNGA. El relevamiento DR14 incluye lo siguiente:

- Espectros ópticos de galaxias y quasars del SDSS component Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (BOSS), como parte del "Sloan Extended Quasar, ELG y LRG Survey"(SEQUELS).
- Espectros nuevos en el óptico ya reducidos de galaxias, como parte del "SDSS component Baryon Oscillation Spectroscopic Survey"(BOSS).
- Espectros nuevos y reducidos de estrellas en el infrarrojo del "SDSS component Apache Point Observatory Galaxy Evolution Experiment"(APOGEE).
- Determinaciones de abundancias estelares actualizadas para elementos adicionales del APOGEE.
- Cubos de datos a partir de observaciones espectroscópicas con unidades de campo integral (IFU), de galaxias cercanas de el "Mapping Nearby Galaxies at APO"(MaNGA).
- Imágenes reprocesadas del "SDSS legacy survey".

MUESTRA DE NLS1

El continuo de los candidatos a AGN de líneas de emisión anchas, fue descompuesto primero en componente nuclear y luz estelar. Previamente, dos tipos de regiones espectrales fueron “enmascaradas”: pixeles malos marcados por el “pipeline” de SDSS y rangos de longitud de onda que pueden ser seriamente afectados por líneas de emisión prominentes, características de espectros de QSO. Se ajustó y substrajo un pseudo-continuo, que fue elegido como una combinación lineal no negativa de plantillas generadas teniendo en cuenta la contribución de la luz estelar y del núcleo. El espectro de líneas de emisión residual fue ajustado con perfiles gaussianos y/o lorentzianos, separando las componentes anchas y angostas de las líneas. Luego, el espectro de líneas de emisión medido, fue usado para reemplazar el espectro compuesto del SDSS, en la segunda iteración. Este procedimiento se repitió hasta que los parámetros ajustados del continuo y del espectro de líneas de emisión convergieron a una precisión aceptable.

Selección de la muestra

Nuestra muestra consiste de 131 NLS1 extraídas del SDSS, listadas en el trabajo de Zhou y col., 2006a, con un redshift $z \leq 0.1$. Con este límite en redshift nos proponemos estudiar las propiedades de las NLS1 en el Universo local. En la Tabla 3.2.1 se listan las galaxias de la muestra y sus principales características, como ser su nombre de catalogo más común, posición, redshift, magnitud aparente, tamaño y clasificación morfológica y de actividad (cuando la hubiere). Modelando las líneas de emisión y el continuo en espectros de galaxias etiquetadas como “QSOs” o “galaxias” en SDSS DR3 (Abazajian et al. 2005), Zhou y col., 2006a encontraron 2011 NLS1 con redshifts de hasta $z \sim 0.8$; con este límite correspondiendo a al rango de detección de H β en la ventana espectral de SDSS ($\sim 3800 \text{ \AA} - 9200 \text{ \AA}$). De esta lista elegimos los objetos más cercanos que $z = 0.1$, resultando en una muestra de 131 NLS1. En la Figura 15 se muestran las distribuciones de magnitud absoluta en la banda r (M_r) en la cosmología adoptada, y la distribución de redshift. La distribución de M_r tiene un rango de valores que va entre -17.2 a -23.9 con mediana -20.7 y IQR 1.5. Por otro lado, los objetos de la muestra tienen un redshift con mediana $z = 0.074$ y IQR=0.029.

Luego de realizar una inspección visual a la muestra, encontramos que en la mayoría de los casos algunas líneas de absorción estelares son fácilmente identificables. Por ejemplo, la línea Ca K $\lambda 3933$ se observa en 96 galaxias de la muestra, mientras que el doblete del sodio Na-D $\lambda 5889.9, 5895.9$ se encuentra en 62 casos. La detección del triplete del calcio se encuentra principalmente restringido al redshift de la galaxia. La línea Ca II $\lambda 8498$ se detectó en 53 objetos, CaII $\lambda 8542$ en 59, mientras que se encontró en tan sólo 23 galaxias la línea Ca II $\lambda 8662$.

Para llevar a cabo una buena determinación del continuo no-estelar, hay que llevar a cabo una cuidadosa subtracción de la contribución estelar. Además, esta “contaminación” estelar provee información muy valiosa sobre la galaxia huésped, la cual es de interés por sí misma. Por éste y otros propósitos, hemos desarrollado una técnica para modelar las componentes estelares y no-estelares, como se expli-

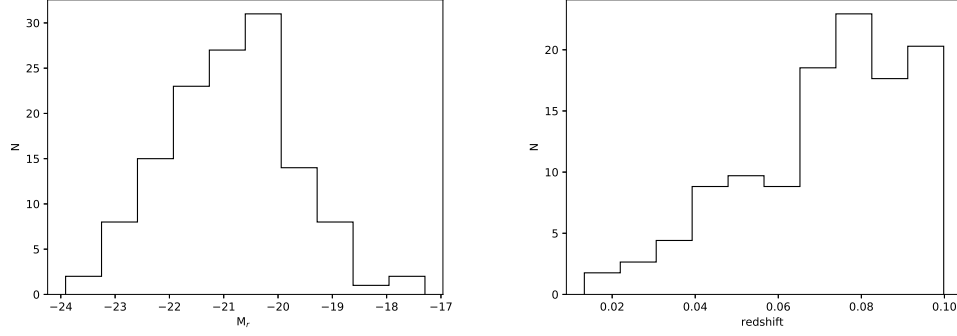


Figura 15: Distribución de la magnitud absoluta en banda r (izquierda) y del redshift (derecha) para la muestra de 131 NLS1.

cará en las siguientes secciones.

Las observaciones espectroscópicas fueron tomadas del SDSS DR7, el cual es completo hasta una magnitud Petrosiana (Petrosian, 1976) de 17.77 mag (Strauss y col., 2002). La cobertura espectral es de 3800–9200 con una resolución $R \sim 2000$ y una $S/N \sim 25$ medida en la ventana $\lambda_{4730} - \lambda_{4780}$.

Tabla 1: Lista de la muestra de galaxias. Columna 1: nombre de la galaxia. Columna 2 a 5: ascensión recta (J2000), declinación (J2000), redshift y magnitud aparente en el filtro g (a menos que se especifique otro filtro). Columnas 6 y 7: Semieje mayor y menor en arcmin. Columna 8: Morfología de la galaxia huésped. Columna 9: Tipo de actividad. Datos tomados de NED (Nasa Extragalactic Database).

Nombre	RA (J2000.0)	Dec (J2000.0)	Redshift	Mag. Filter	Diam. mayor (arcmin)	Diam. menor (arcmin)	Morfología	Tipo de Actividad
CGCG 063-060	09h45m29.35s	+09d36m10.2s	0.013340	15.3g	0.59	0.39	SBo	Sy1.9
SBS 1221+585	12h23m42.81s	+58d14m46.2s	0.015377	16.1g	0.52	0.28	BCD	Sy?
CGCG 265-013	09h24m38.89s	+56d07m46.9s	0.025321	14.9g	0.83	0.45	SABb(r)	NLSy1
KUG 1618+402	16h20m12.76s	+40d09m06.2s	0.028623	15.4g	0.51	0.42	Spiral	Sy1
2MASX J13130577+0127561	13h13m05.81s	+01d27m55.9s	0.030400	16.0g	0.41	0.38		BLAGN
MRK 0382	07h55m25.30s	+39d11m10.1s	0.033687	14.9g	0.75	0.69	Sc(r);Sy1	Sbrst
2MASX J16180940+3619580	16h18m09.38s	+36d19m57.8s	0.034057	16.4g	0.31	0.21	So; dE?	NLSy1
KUG 1624+351	16h26m36.40s	+35d02m42.1s	0.034197	15.7g	0.57	0.51	Spiral;WR?;HII	Sy1.5
2MASX J15481478+4500277	15h48m14.76s	+45d00m27.7s	0.037268	17.2g	0.33	0.18		NLSy1
KUG 1618+410	16h19m51.31s	+40d58m47.2s	0.037896	15.6g	0.66	0.36	SBab	Sy1
2MASX J08394965+4847014	08h39m49.65s	+48d47m01.5s	0.039351	15.8g	0.42	0.32	Sy1	NLSy1
KUG 0811+462	08h15m16.87s	+46d04m30.9s	0.040975	15.0g	0.74	0.46	Spiral	Sy1.5
SDSS J082912.67+500652.3	08h29m12.68s	+50d06m52.3s	0.043359	17.7g	0.17	0.14	WR	BLAGN
CGCG 037-023	10h24m02.60s	+06d29m43.9s	0.043513	16.0g	0.39	0.37	Sa	Sy1
VIII Zw 448	14h40m52.61s	-02d35m06.3s	0.044348	16.3g	0.26	0.23		NLSy1
2MASX J16055812+4403197	16h05m58.11s	+44d03m19.6s	0.044438	15.8g	0.58	0.31		Sy1
KUG 0301+002	03h04m17.78s	+00d28m27.4s	0.044491	15.9g	0.53	0.47	Compact	NLSy1
MRK 0142	10h25m31.28s	+51d40m34.9s	0.044944	15.8g	0.41	0.34	SBo/a	Sy1
2MASX J08320213+4614257	08h32m02.16s	+46d14m25.8s	0.045906	16.2g	0.61	0.47		Sy1
SDSS J144249.70+611137.7	14h42m49.72s	+61d11m37.8s	0.047865	18.2g	0.19	0.17		BLAGN
PG 1244+026	12h46m35.25s	+02d22m08.8s	0.048178	16.0g	0.23	0.22	E/So	NLSy1
MRK 0707	09h37m01.03s	+01d05m43.5s	0.050338	15.9g			SBab;compact	Sy1.5
SDSS J112813.02+102308.3	11h28m13.03s	+10d23m08.3s	0.050424	16.2g			So/Sp	NLSy1
2MASX J11513808+5613312	11h51m38.11s	+56d13m31.9s	0.050854	17.2g	0.26	0.19		NLSy1
2MASX J10321013+0652053	10h32m10.16s	+06d52m05.4s	0.052774	17.0g	0.29	0.21		NLSy1
SDSS J210533.36+002829.2	21h05m33.44s	+00d28m29.3s	0.054313	17.9g	0.17	0.15		NLSy1
2MASX J13442643+4416194	13h44m26.42s	+44d16m20.1s	0.054728	15.7g	0.44	0.33		NLSy1
SDSS J130547.00+504034.0	13h05m47.00s	+50d40m34.0s	0.055124	17.7g	0.15	0.13		Sy
SBS 0933+511	09h36m43.13s	+50d52m49.6s	0.055378	15.8g	0.55	0.34	Spiral	Sy1

2MASX J10164506+4210249	10h16m45.11s	+42d10m25.5s	0.056000	15.9g	0.32	0.26	So/a, Int?	NLSy1
MRK 0124	09h48m42.61s	+50d29m31.1s	0.056300	15.6g	0.46	0.31	SB(r)b	Sy1
SDSS J090320.96+045738.1	09h03m20.97s	+04d57m38.1s	0.057038	17.8g	0.18	0.13		AGN
KUG 0929+540	09h33m08.89s	+53d47m49.0s	0.057267	17.1g	0.29	0.23	Compact	BLAGN?
2MASX J11220940+0117199	11h22m09.40s	+01d17m19.3s	0.058100	17.7g	0.16	0.14		AGN
2MASX J01100897-1008434	01h10m09.02s	-10d08m43.5s	0.058167	16.2g	0.54	0.24		AGN
2MASX J09405722+0324009	09h40m57.20s	+03d24m01.2s	0.060733	17.1g	0.23	0.21		NLSy1
2MASX J10214888+0307321	10h21m48.90s	+03d07m32.2s	0.061838	16.5g	0.31	0.26	Sa	NLSy1
2MASX J10220960+4821140	10h22m09.60s	+48d21m13.8s	0.062532	17.4g	0.24	0.21		Sy1.8
SDSS J165636.98+371439.5	16h56m36.98s	+37d14m39.6s	0.062757	18.3g				NLSy1
2MASX J13473818+4743023	13h47m38.24s	+47d43m01.9s	0.064149	16.7g	0.25	0.19		NLSy1
KUG 0848+526B	08h51m52.63s	+52d28m33.0s	0.064540	16.4g	0.48	0.31	Spiral	BLAGN
2MASX J09594130+4915299	09h59m41.37s	+49d15m29.5s	0.065273	16.6g	0.43	0.21		NLSy1
2MASX J15425748+0306530	15h42m57.49s	+03d06m53.3s	0.065552	17.8g	0.17	0.15		NLSy1?
2MASX J23121687-1014100	23h12m16.84s	-10d14m10.3s	0.065635	16.5g	0.32	0.30		NLSy1
2MASX J15220951+4511237	15h22m09.55s	+45d11m24.1s	0.065732	16.3g	0.50	0.34		NLSy1
SDSS J095438.78+403204.2	09h54m38.79s	+40d32m04.3s	0.067552	18.6g				AGN
2MASX J03510759-0526370	03h51m07.61s	-05d26m37.1s	0.067784	16.6g	0.33	0.29		NLSy1
2MASX J12115749+0558011	12h11m57.48s	+05d58m01.1s	0.067820	16.8g	0.36	0.25		Sy1
2MASX J11420850+5315264	11h42m08.48s	+53d15m26.0s	0.067965	17.0g	0.29	0.22		NLSy1
2MASX J16540817+3925328	16h54m08.16s	+39d25m33.3s	0.068900	16.6g	0.33	0.24		NLSy1
SDSS J115333.22+095408.3	11h53m33.22s	+09d54m08.4s	0.068990	17.0g				NLSy1
2MASX J13080303+0351144	13h08m03.04s	+03d51m14.6s	0.070642	16.9g	0.30	0.21	E Cand.	BLAGN
2MASX J01040916+0008438	01h04m09.16s	+00d08m43.7s	0.071020	17.5g	0.42	0.11		NLSy1
2MASX J13113637+5808016	13h11m36.36s	+58d08m01.6s	0.071088	17.5g	0.20	0.18		NLSy1
2MASX J16293006+4207031	16h29m30.01s	+42d07m03.3s	0.071698	17.2g	0.28	0.25		AGN
SBS 1258+569	13h00m52.11s	+56d41m05.9s	0.071838	17.0g	0.18	0.16		Sy2
SDSS J074947.15+365300.5	07h49m47.16s	+36d53m00.5s	0.071935	17.6g	0.29	0.19		NLSy1
2MASX J15102489+0058438	15h10m24.93s	+00d58m44.0s	0.072153	16.8g	0.35	0.16		NLSy1?
2MASX J11140733-0000311	11h14m07.35s	-00d00m31.1s	0.072649	16.7g	0.36	0.29		BLAGN
KUGX 1630+349	16h31m52.23s	+34d53m28.7s	0.073191	16.3g	0.37	0.31	SBa	AGN
2MASX J13435110+0004346	13h43m51.13s	+00d04m38.0s	0.073600	17.3g			Scd;RQQ	BLAGN
SDSS J205822.14-065004.3	20h58m22.14s	-06d50m04.4s	0.073820	18.4g				NLSy1
SDSS J094310.11+604559.1	09h43m10.12s	+60d45m59.2s	0.074255	18.3g	0.15	0.12		BLAGN
2MASX J08020303+4359398	08h02m03.03s	+43d59m40.3s	0.074398	17.9g	0.20	0.19		NLSy1
2MASX J11311195+1002307	11h31m11.94s	+10d02m31.4s	0.074401	16.9g	0.41	0.19	Sa	NLSy1
2MASX J09455436+4238398	09h45m54.40s	+42d38m40.0s	0.074748	16.1g	0.36	0.28		Sy2
2MASX J15075249+5151107	15h07m52.53s	+51d51m11.1s	0.074785	17.2g	0.49	0.14		NLSy1
2MASX J09082176+5221030	09h08m21.73s	+52d21m03.0s	0.075930	17.3g	0.28	0.19		BLAGN
2MASX J15220541+3934407	15h22m05.41s	+39d34m41.3s	0.076605	16.3g	0.53	0.30		NLSy1
SDSS J092554.25+533558.2	09h25m54.26s	+53d35m58.3s	0.076682	18.2g				NLSy1
SDSS J010712.03+140844.9	01h07m12.04s	+14d08m45.0s	0.076835	18.5g	0.13	0.13	E/So	NLSy1?
2MASX J08183571+2850224	08h18m35.73s	+28d50m22.5s	0.077240	17.2g	0.21	0.17	So/Sp	NLSy1
2MASX J13324862+4424527	13h32m48.60s	+44d24m52.7s	0.077438	16.6g	0.38	0.24		NLSy1
SDSS J121836.97+091323.5	12h18m36.98s	+09d13m23.6s	0.077548	17.7g	0.19	0.15		NLSy1
2MASX J09261381+0650563	09h26m13.80s	+06d50m56.5s	0.077999	16.9g	0.18	0.17		NLSy1
2MASX J02013251+0023530	02h01m32.56s	+00d23m53.1s	0.078361	17.9g				BLAGN
2MASX J11144367+5258338	11h14m43.65s	+52d58m34.3s	0.079212	17.1g	0.26	0.24		NLSy1
2MASX J15135685+4810125	15h13m56.89s	+48d10m12.1s	0.079247	17.0g	0.28	0.18		NLSy1
SDSS J111031.60+022043.2	11h10m31.61s	+02d20m43.2s	0.079507	18.1g			E/So	NLSy1
2MASX J22555021+1250548	22h55m50.22s	+12d50m55.0s	0.079764	16.4g	0.41	0.31		NLSy1
KUG 0810+383	08h13m45.89s	+38d10m49.7s	0.079960	17.0g	0.27	0.26	Compact	
2MASX J13313806+0131516	13h31m38.04s	+01d31m51.7s	0.080473	17.5g	0.27	0.19		AGN
2MASX J14493270+0022363	14h49m32.71s	+00d22m36.7s	0.080700	17.5g	0.21	0.13		NLSy1
2MASX J11400874+0307114	11h40m08.71s	+03d07m11.4s	0.081086	17.3g	0.23	0.21	SBa	NLSy1?
II Zw 177	22h19m18.53s	+12d07m53.2s	0.081354	17.0g	0.22	0.18		Sy1
2MASX J10432999+5121293	10h43m30.06s	+51d21m29.0s	0.081654	17.7g	0.25	0.19		NLSy1
2MASX J08200782+3728397	08h20m07.81s	+37d28m39.7s	0.081872	16.3g	0.45	0.33		AGN
2MASX J01464481-0040426	01h46m44.83s	-00d40m43.2s	0.082790	12.6R	0.30	0.27	BrCIG	Sy1.5
2MASX J14411153-0212349	14h41m11.55s	-02d12m35.2s	0.082925	14.4R	0.32	0.27		Sy1
2MASX J16152767+4031539	16h15m27.68s	+40d31m53.7s	0.083356	18.0g	0.20	0.12		NLSy1
SDSS J214054.55+002538.1	21h40m54.56s	+00d25m38.2s	0.083929	16.5g				
2MASX J16080672+4240576	16h08m06.68s	+42d40m57.8s	0.084628	16.3g	0.31	0.28		NLSy1
2MASX J13452469-0259400	13h45m24.70s	-02d59m39.8s	0.085279	16.8g	0.27	0.17		NLSy1
2MASX J13594403+0456497	13h59m44.07s	+04d56m49.5s	0.085623	16.9g	0.30	0.28		NLSy1
2MASX J16034447+2646516	16h03m44.45s	+26d46m51.4s	0.085674	16.9g	0.33	0.21		NLSy1
SDSS J212348.61+105348.2	21h23m48.62s	+10d53m48.3s	0.086660	18.1g				NLSy1
2MASX J12431998+0252562	12h43m19.98s	+02d52m56.2s	0.086716	17.4g	0.21	0.17	So/Sp Cand.	BLAGN

SDSS J124916.87-013252.2	12h49m16.88s	-01d32m52.2s	0.086900	17.5g	0.22	0.15	BLAGN	NLSy1
2MASX J13445288+0005205	13h44m52.91s	+00d05m20.2s	0.087600	17.0g				NLSy1
SDSS J085446.29+402547.2	08h54m46.30s	+40d25m47.3s	0.087754	18.1g				QSO:
2MASX J00364646+1459365	00h36m46.45s	+14d59m37.0s	0.089210	18.1g	0.21	0.17	So/Sp	BLAGN
2MASX J08550420+5252477	08h55m04.16s	+52d52m48.4s	0.089349	17.5g	0.23	0.19		BLAGN
2MASX J08322525+3046090	08h32m25.23s	+30d46m08.4s	0.089738	17.7g	0.22	0.21		NLSy1
2MASX J01424828-1008402	01h42m48.31s	-10d08m40.2s	0.089909	17.2g	0.17	0.16		NLSy1
2MASX J01192907-0008400	01h19m29.07s	-00d08m39.7s	0.090400	16.9R	0.16	0.15		NLSy1
2MASX J22545221+0046316	22h54m52.22s	+00d46m31.4s	0.090735	17.3g				BLAGN
2MASX J09303302+0344432	09h30m33.06s	+03d44m43.6s	0.091013	16.6g	0.43	0.32		NLSy1
SDSS J120010.92-020451.8	12h00m10.93s	-02d04m51.8s	0.091021	18.2g			Opt.var.	NLSy1
SDSS J134249.26+482723.6	13h42m49.27s	+48d27m23.7s	0.091151	17.5g	0.18	0.14		NLSy1
MSPM 05480	13h42m49.27s	+48d27m23.8s	0.089940					
SDSS J003238.19-010035.3	00h32m38.20s	-01d00m35.4s	0.091883	17.6g				NLSy1
2MASX J14371353+5458186	14h37m13.55s	+54d58m18.7s	0.093318	17.8g	0.20	0.17		NLSy1
SDSS J104153.59+031500.6	10h41m53.60s	+03d15m00.6s	0.093442	17.4g	0.29	0.21		NLSy1
2MASX J07583815+4145121	07h58m38.14s	+41d45m12.5s	0.093531	17.4g	0.19	0.19	Sbrst	NLSy1
SDSS J143001.63+455049.1	14h30m01.64s	+45d50m49.1s	0.093568	18.2g	0.16	0.12		NLSy1
2MASX J10310350+4626163	10h31m03.53s	+46d26m16.8s	0.094000	17.8g	0.30	0.16		NLSy1
SDSS J015046.68+132359.9	01h50m46.69s	+13d24m00.0s	0.094126	18.9g			E/So	NLSy1
SDSS J152843.94+000740.6	15h28m43.95s	+00d07m40.6s	0.094526	18.3g				BLAGN
SDSS J115741.75+041250.5	11h57m41.76s	+04d12m50.6s	0.094812	17.7g				NLSy1
SDSS J102448.56+003537.9	10h24m48.58s	+00d35m38.0s	0.095500	17.5g	0.39	0.15		NLSy1
CGPG 1107.5+0129	11h10m12.07s	+01d13m27.8s	0.095500	16.5g	0.31	0.30		NLSy1
2MASX J12154479+5926396	12h15m44.74s	+59d26m39.1s	0.095816	17.4g	0.23	0.19		NLSy1
LCRS B112235.2-031756	11h25m08.41s	-03d34m25.3s	0.096493	17.7g	0.26	0.19		NLSy1
SDSS J161227.83+010159.8	16h12m27.84s	+01d01m59.9s	0.097096	18.6g				NLSy1
2MASX J09061167+5109292	09h06m11.61s	+51d09m28.9s	0.097854	18.0g	0.20	0.16		Sy1.5
2MASX J01352169-0044017	01h35m21.68s	-00d44m02.1s	0.098381	17.2g				NLSy1
SDSS J132026.48+051113.5	13h20m26.49s	+05d11m13.6s	0.098390	17.6g			So	NLSy1
2MASX J08053820+2442148	08h05m38.23s	+24d42m14.9s	0.098837	17.9g	0.18	0.17		NLSy1
2MASX J11054048+0353094	11h05m40.46s	+03d53m09.1s	0.099451	17.5g	0.20	0.18		NLSy1
SDSS J172759.14+542147.0	17h27m59.14s	+54d21m47.1s	0.099484	19.3g	0.10	0.09	WR?;HII	NLSy1?
SDSS J101108.39+002908.6	10h11m08.40s	+00d29m08.7s	0.099973	19.3g	0.10	0.08		NLSy1

ANÁLISIS ESPECTRAL

Una gran cantidad de los parámetros astrofísicamente importantes en el estudio de las galaxias puede ser extraída de los espectros. Sin embargo, debemos tener en cuenta los límites observacionales antes de inferir propiedades. Por ejemplo, a una distancia de 20 Mpc, la distancia proyectada en el cielo correspondiente a 1" es de 100 pc. Dado que nuestros espectros corresponden a galaxias con distancias hasta $z=0.1$, y teniendo en cuenta que las fibras del espectrógrafo del SDSS subtienden un diámetro de 3" en el cielo, la distancia proyectada resultante es de ~ 6.5 kpc. Los espectros de AGN tomados de tal abertura pueden incluir bastante luz de las galaxias huéspedes. Una remoción cuidadosa de la luz estelar es esencial para medidas confiables de las líneas de emisión, y por lo tanto, correctas identificaciones de NLS1 de la gran cantidad de datos de SDSS. Por otro lado, esta "contaminación" por luz estelar provee información valiosa sobre las galaxias huéspedes, la cual es de interés por sí misma.

Así, los espectros de galaxias situadas fuera del Grupo Local van a contener información sobre las propiedades de una gran parte de la galaxia observada. Es por eso que se usa el término "espectro integrado", en el que se tienen dos principales contribuciones:

- Estrellas: se observa en el espectro la forma del continuo debida a las contribuciones de las distintas poblaciones estelares en la región. Además, están

presentes numerosas líneas de absorción, dependiendo de cada tipo de estrellas presente.

- Gas interestelar: el gas ionizado emitirá en forma de líneas de emisión con distintas intensidades, dependiendo (por ejemplo) del mecanismo de ionización predominante, abundancia de los diversos elementos químicos, temperatura y densidad del gas.

Parámetros como la composición y la metalicidad estelar, la tasa de formación estelar, cinemática estelar y gaseosa, mecanismos de ionización, entre otros, pueden ser inferidos a partir de los espectros si tenemos en cuenta estas consideraciones.

Otro punto muy importante, que se desprende del segundo ítem, es que para analizar la emisión “pura” del gas, debemos sustraer el continuo debido a las poblaciones estelares, a fin de que nuestras medidas de las líneas de emisión no estén contaminadas por el continuo (y sus líneas de absorción) estelares. Este tipo de corrección se denomina comúnmente aplicación o ajuste de un “template”, el cual consiste en una “plantilla” espectral usada como modelo a fin de sustraer la contribución de la población estelar subyacente en el espectro observado. El problema ha sido abordado usando diversos “templates”: espectro de una galaxia E (el cual contribuye más a las poblaciones estelares más tardías), combinación de espectros de diferentes tipos morfológicos adecuadamente enrojecidos (que tienen en cuenta las contribuciones estelares de varios tipos), combinación de espectros de cúmulos globulares, espectro de una población estelar teórica, etc.

Síntesis Espectral

Otra línea de investigación, tendiente a encontrar un “template” adecuado y a la vez recuperar la información contenida en los espectros integrados, lo constituye la herramienta llamada “Síntesis Espectral”, la cual es el resultado del método de “Síntesis de Poblaciones Estelares”. Estos métodos están descritos en Vega, 2009.

Síntesis: *Composición de un todo mediante la reunión (combinación) de sus partes.*

Históricamente, existieron dos métodos principales con el objetivo de encontrar la combinación de espectros individuales que mejor reproduzca el espectro de la galaxia observada: “Síntesis de Poblaciones Estelares Evolutiva” y “Síntesis de Poblaciones Estelares Semi-Empírica”.

En la síntesis de Poblaciones Estelares Evolutiva se asumen ciertas expresiones analíticas para la tasa de formación estelar, evolución química y una función de masa inicial. Luego se comparan los datos de la galaxia observada con modelos de sistemas estelares evolucionados, teniendo en cuenta una combinación de bibliotecas con caminos evolutivos y espectros estelares. Por otro lado, el método de síntesis de Poblaciones Estelares Semi-Empírica trata de inferir las poblaciones estelares a partir de la información de los espectros. Se combinan linealmente sistemas simples con características conocidas, sean éstos estrellas individuales o grupos de estrellas químicamente homogéneas.

El método que vamos a describir a continuación es el que utiliza el algoritmo de síntesis Starlight (Cid Fernandes y col., 2005) y es básicamente una combinación

de las dos técnicas, es decir, se usan las ideas de síntesis empírica con ingredientes de la síntesis evolutiva.

Modelo Físico Matemático de Síntesis Espectral

Históricamente, la comparación entre los datos y las observaciones se ha realizado en términos de índices espectrales, como son los anchos equivalentes de las líneas de absorción y los colores. Aunque estos índices contengan mucha información, ellos representan una versión resumida del espectro. Una mejor comparación puede hacerse trabajando pixel a pixel, es decir, comparando *todos* los λ s del espectro. Para ello, descomponemos el espectro observado en forma de una combinación lineal de poblaciones estelares. Un espectro puede ser pensado como una función que puede ser expandida en una serie de funciones en el espacio ξ_{N_\star} , con dimensión N_\star y elementos $L_j(\lambda)$ correspondientes a las poblaciones estelares (con $j=1, \dots, N_\star$), de tal manera que, para cada longitud de onda, tenemos:

$$M(\lambda) = \sum_{j=1}^{N_\star} y_j L_j(\lambda) \quad (5)$$

donde y_j es el coeficiente de la expansión y $M(\lambda)$ es el modelo.

En principio, se podría pensar en los espectros como funciones del tipo $flujo(\lambda)$; así, una resolución de la ecuación 5 vendría a través del análisis funcional, de tal manera de obtener relaciones para los coeficientes de y_j . Sin embargo, existen algunos problemas evidentes:

- No está definido un producto interno: las funciones en el espacio ξ_{N_\star} no son analíticas, por lo que no se puede garantizar que exista una relación de ortogonalidad entre ellas.
- el espacio ξ_{N_\star} puede ser incompleto: se está usando un subespacio de un espacio mayor de funciones $\xi_{N_\star}^u$ que representarían la contribución estelar para el espectro observado.

Estos son problemas matemáticos, y serán tratados en breve. Mientras, debemos tener en cuenta dos problemas físicos:

- Extinción: debe contemplarse un enrojecimiento del espectro. Se asume una ley del tipo $r(\lambda) \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$, donde A_λ es la extinción en λ y A_{λ_0} es la extinción en la longitud de onda de normalización λ_0
- Dispersión de velocidades de las estrellas: debe contemplarse un ensanchamiento y suavizado del espectro observado debido a la dispersión cinemática de las estrellas en la línea de la visual. Para ello, se asume una distribución gaussiana del tipo $G(v_\star, \sigma_\star)$, centrada en v_\star y dispersión σ_\star .

Podemos utilizar la longitud de onda de normalización λ_0 e incorporar en la ecuación 5 las soluciones propuestas para los problemas físicos. De esta manera, obtenemos la ecuación final de síntesis espectral:

$$\frac{M(\lambda)}{M(\lambda_0)} = \sum_{j=1}^{N_*} x_j \left(\frac{L_j(\lambda)}{L_j(\lambda_0)} \right) r(\lambda) \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (6)$$

Donde \otimes denota una convolución. Además, se cumple que $\sum_{j=1}^{N_*} x_j = 1$, y los x_j son las componentes del “vector de poblaciones”: proporción con que cada elemento de la base contribuye al espectro observado en λ_0 .

Matemáticamente, los ajustes se realizan mediante la minimización global de χ^2 , dado por:

$$\chi^2 \equiv \chi^2(\vec{x}, M(\lambda_0), A_V, v_*, \sigma_*) = \sum_{\lambda_i}^{\lambda_f} (O(\lambda) - M(\lambda))^2 \omega(\lambda)^2 \quad (7)$$

donde $\omega(\lambda)$ es una función peso que es el inverso del error en cada λ , y $O(\lambda)$ es el espectro observado a ajustar. La minimización de χ^2 provee una solución para el espacio de parámetros, es decir: N valores correspondientes al vector de poblaciones \vec{x} , y las 4 cantidades $M(\lambda_0)$, A_V , v_* , σ_* .

starlight

STARLIGHT (Cid Fernandes y col., 2005) es un código pensado para ajustar espectros observados O_λ , con un modelo M_λ como una suma de N_* componentes espectrales, a partir de una base pre-definida de espectros. La base espectral puede estar constituida de plantillas de espectros observados, modelos de síntesis evolutiva, estrellas individuales o lo que sea útil para alguna aplicación específica. En las siguientes líneas se hace una descripción a grandes rasgos sobre cómo utilizar este código y lo que resulta de su aplicación.

Para el código STARLIGHT, hace falta:

1. Un **espectro de entrada**,
2. Un **archivo de máscara**,
3. **Archivo de bases** y los N_* espectros asociados a la bases,
4. Un **archivo de configuración**.

Describiremos brevemente cada uno de estos ítems. Para una descripción más detallada, se recomienda leer Mateus y col., 2006 y Cid Fernandes, 2007, como así también el manual, disponible en <http://www.starlight.ufsc.br>.

Espectro de entrada

El espectro debe ser un archivo simple en ASCII, con el siguiente formato: La primera línea puede ser un encabezado, en cuyo caso se saltará. Las siguientes líneas deben contener (a) la longitud de onda en \AA , (b) el flujo en las unidades que uno prefiera (e.g., $10^{-17} \text{ erg/s/cm}^2/\text{\AA}$ $L_\odot/\text{\AA}$), (c) el error en el espectro observado e_λ (en las mismas unidades), y un “flag” que señala la calidad del espectro, es decir, si el pixel es bueno o malo: por ejemplo, pixels con $\text{flag}_\lambda \geq 2$ serán ignorados en

la síntesis, i.e. se les asignará un peso $\omega_\lambda = 0$ en el ajuste (ver ec.7). Los pixeles en buen estado deben ser señalados con $\text{flag}_\lambda = 0$ ó 1. (Otra manera de omitir algunos pixeles en el ajuste, es con el archivo de máscaras descrito en 3.4.2).

Si no se cuenta con el espectro de error, se recomienda realizar uno y ponerlo a mano en la tercera columna del archivo. De manera similar, si no se tiene el espectro de calidades, se puede llenar con 0 ó 1 en la cuarta columna, o crear una “flag” correspondiente, señalando pixeles malos con valores ≥ 2 .

Pasos de Pre-procesado

Antes de correr STARLIGHT uno debe:

1. Calibrar por flujo de manera apropiada: STARLIGHT necesita de un continuo adecuadamente corregido, por lo que la respuesta del detector u otros artefactos deben ser removidos de los datos. No se requiere una calibración absoluta en flujo a menos que se quieran derivar parámetros como la masa estelar. Asimismo, se necesita que el espectro esté calibrado en longitud de onda.
2. Corregir los espectros observado y de error por extinción galáctica. Esta corrección debe ser aplicada en el marco observacional, es decir antes de corregir por redshift.
3. Desplazar el espectro al rest-frame.
4. Muestrear todo de manera uniforme, en pasos de $\Delta\lambda = 1\text{\AA}$
5. Anotar la resolución espectral (σ_{inst} en km/s), lo cual será necesario para corregir el valor de salida de la dispersión de velocidades σ_* . STARLIGHT asume que σ_{inst} es el mismo a través de todo el espectro. Si esta es una mala aproximación, entonces conviene homogeneizar de alguna manera $\sigma_{\text{inst}}(\lambda)$ directamente en los datos.

Archivo de Máscara

Se debe examinar el espectro e identificar regiones que **no** se quieren modelar con STARLIGHT, como líneas de emisión, pixeles malos y agujeros en O_λ . Esto puede hacerse con el espectro de flag_λ , si está disponible. Sin embargo, es más conveniente enmascarar algunas regiones espectrales mediante un archivo de máscaras. En este archivo, la primera línea debe contener el número de regiones a enmascarar, N_{masks} ¹. Luego, en cada una de las siguientes líneas, hay que escribir las distintas regiones a enmascarar, de la forma:

$$\lambda_{\text{ini}}^{\text{mask}} \quad \lambda_{\text{fin}}^{\text{mask}} \quad \omega_\lambda^{\text{mask}}$$

Donde $\lambda_{\text{ini}}^{\text{mask}} \leq \lambda \leq \lambda_{\text{fin}}^{\text{mask}}$ es la región a ser mascarada y ω_λ es el peso que se le va a dar a esta región. Con $\omega_\lambda = 0$ se ignora la región. Alternativamente se puede usar esta característica para aumentar o disminuir el peso dado al rango

¹ A veces no es necesario enmascarar nada, pero STARLIGHT igualmente necesita un archivo de máscara. En este caso se puede escribir una máscara de una sola línea con $N_{\text{masks}} = 0$.

$\lambda_{\text{ini}}^{\text{mask}} \rightarrow \lambda_{\text{fin}}^{\text{mask}}$. Normalmente, $\omega_\lambda = 1/e_\lambda$, pero si uno asigna $\omega_\lambda^{\text{mask}} = 2$ entonces los puntos entre $\lambda_{\text{ini}}^{\text{mask}}$ y $\lambda_{\text{fin}}^{\text{mask}}$ tendrán el doble de peso de lo normal (i.e, $\omega_\lambda = 2/e_\lambda$).

Realizamos una máscara “general”, la cual fue aplicada a la totalidad de los 131 espectros. La máscara general se muestra en la Tabla 2. Las principales líneas de emisión permitidas y prohibidas están incluidas en esta lista. Las líneas de Balmer en emisión son mascaradas desde H_α hasta H_ϵ . También incluimos algunas líneas de baja excitación, como [OII], [NII] y [SII], y de alta excitación, como las de HeII y del Fe. Podemos definir en cada ajuste un espectro residual como $R(\lambda) \equiv O(\lambda) - M(\lambda)$, es decir, simplemente la diferencia en cada longitud de onda entre el espectro observado y el modelo. Tenemos así, debido a lo que representan $O(\lambda)$ y $M(\lambda)$, que los espectros residuales contendrán información debido al gas y no a las estrellas, por lo que $R(\lambda)$ es un espectro “sin continuo” y sólo con las líneas de emisión. Dado que éstas no participan del ajuste por haber estado mascaradas, es importante confeccionar una máscara adecuada.

Archivos de la Base

La base espectral consiste en espectros a ser combinados linealmente al momento de ajustar los datos. Primeramente se debe realizar un archivo de base “maestro” que contenga los elementos de la base (N_*) junto con sus datos más importantes, como son la edad t_j (en años) y la metalicidad Z_j de cada componente j , como así también la fracción $f_{*,j}$ de la masa estelar inicial que aún se encuentra en estrellas a la edad t_j . Por otro lado, se debe contar con los espectros individuales de la base. Todo lo que se requiere de estos espectros es que estén en un orden ascendente de λ y que toda la base de espectros este muestreada de exactamente la misma manera.

Para considerar las contribuciones debido a las componentes estelares de la galaxia huésped, se tomaron 80 poblaciones estelares simples (SSPs) de Bruzual y Charlot, 2003a correspondientes a 20 edades y 4 metalicidades. Las edades son: $t_* = 0.00316, 0.00501, 0.00661, 0.00871, 0.01, 0.01445, 0.02512, 0.04, 0.055, 0.10152, 0.1609, 0.28612, 0.5088, 0.90479, 1.27805, 1.434, 2.5, 4.25, 6.25$ y 7.5×10^9 años, mientras que las metalicidades son $Z = 0.2, 0.4, 1$ y $2.5 Z_\odot$. Además de las componentes estelares, se debe agregar una componente en forma de ley de potencias a la base espectral, ya que estamos lidiando con núcleos activos. Esta componente de ley de potencia es usualmente representada de la manera:

$$F(\lambda) \propto \lambda^\beta \quad \text{o} \quad F(\nu) \propto \nu^\alpha \quad (8)$$

Con los índices relacionados de la manera: $\alpha = -\beta - 2$. Nuestra contribución a la modelado del continuo no-estelar de galaxias NLS1 es la inclusión de una base en la forma $F_\lambda = 10^{20} \times (\lambda/4020)^\beta$. Para ello confeccionamos 6 espectros no-estelares, cada uno con índice espectral β desde -3 a -0.5 , en pasos de 0.5 .

De esta manera, la fracción de flujo observado debido a las componentes en ley de potencias se puede parametrizar como:

$$F_{\text{PL}} = \sum_{i=1}^6 X_{\text{PL}_i} \quad (9)$$

45				
3000.0	3650.0	0.0	BadData	3700
3716.0	3738.8	0.0	[OII]	3726.32 + 3728.815
3862.0	3876.0	0.0	[NeIII]	3869.1
3893.0	3905.0	0.0	HeI	3888.6
3926.0	3950.0	5.0	CaK	3933
4021.2	4031.4	0.0	HeI	4026.19 + 4026.35695
4058.6	4086.3	0.0	[SII]	4068.6 + 4076.349
4060.0	4135.0	0.0	Hdelta	4101.7
4227.3	4231.3	0.0	[FeV]	4229.3
4286.0	4315.0	2.0	Gband	4300
4320.5	4360.5	0.0	Hg	4340.464
4353.2	4373.2	0.0	[OIII]	4363.21
4380.0	4430.0	2.0	abs	4405
4434.0	4684.0	0.0	FeLines	4459
4465.5	4475.5	0.0	HeI	4471.5
4670.7	4700.7	0.0	HeII	4685.71
4750.0	4770.0	2.0	abs	4660
4750.3	5070.0	0.0	Hb+[OIII]	5000.0
5075.0	5125.0	2.0	abs	5100
5100.0	5395.0	0.0	FeLines	5200
5167.0	5178.5	2.0	abs	5173
5189.1	5209.1	0.0	[NI]	5197.9016+5200.2574
5406.2	5416.2	0.0	HeII	5411.23
5405.0	5460.0	0.0	FeLines	5430
5480.0	5600.0	0.0	FeLines	5560
5713.0	5731.0	0.0	[FeVII]	5721
5708.0	5712.0	2.0	abs	5710
5750.0	5760.0	0.0	[NII]	5754.57
5780.0	5790.0	2.0	abs	5785
5836.0	5886.0	0.0	HeI	5875.6
5887.0	5912.0	2.0	NaD	5895
6072.0	6092.0	0.0	[OIII]	6082.0
6285.0	6315.0	0.0	[OI]	6300.0
6350.0	6492.0	0.0	Halpha	6563.0
6492.0	6502.0	2.0	abs	6497
6502.0	6800.0	0.0	Halpha	6563.0
7130.0	7150.0	0.0	Unknown	7140
7305.0	7345.0	0.0	[OII]	7325
7660.0	7680.0	2.0	abs	7670
8165.0	8489.0	0.0	Unknown	8888
8490.0	8510.0	5.0	Ca1	8498.02
8511.0	8534.0	0.0	Unknown	8888
8535.0	8555.0	5.0	Ca2	8542.09
8655.0	8675.0	5.0	Ca3	8662.14
8675.0	9000.0	0.0	Unknown	8888

Tabla 2: Máscara para NLS1. La primera línea contiene el número de regiones a enmascarar. En las líneas siguientes se introduce en las primera y segunda columnas, el λ inicial y final de la región, en la tercera columna el peso (ω_λ) que se le tiene que dar a esa región y las últimas dos columnas no son tenidas en cuenta en la síntesis. Estas últimas contienen el nombre de la línea o región a enmascarar y la longitud de onda central.

A partir de esta ecuación podemos derivar un índice espectral β para cada NLS1, si tomamos:

$$\begin{aligned}
 F_{PL}\lambda^\beta &= \sum_{i=1}^6 X_{PL_i}\lambda^{\beta_i} \\
 \log(F_{PL}\lambda^\beta) &= \log\left(\sum_{i=1}^6 X_{PL_i}\lambda^{\beta_i}\right) \\
 \log(F_{PL}) + \beta\log(\lambda) &= \log\left(\sum_{i=1}^6 X_{PL_i}\lambda^{\beta_i}\right) \\
 \beta &= \frac{\log\left(\sum_{i=1}^6 X_{PL_i}\lambda^{\beta_i}\right) - \log(F_{PL})}{\log(\lambda)}
 \end{aligned} \tag{10}$$

No buscamos asignar un sentido físico a estas componentes de la base en forma de ley de potencia, siendo que solamente es incluida para agregar un parametro libre al ajuste y de esta manera encontrar la ley de potencias que mejor ajusta el espectro.

Archivo de Configuración

Contiene todos los parámetros técnicos que controlan STARLIGHT. También especifica dónde normalizar, cuáles son los límites para la extinción y parámetros cinemáticos.

El Archivo Grid

Los puntos anteriores se combinan en un archivo de entrada (“Grid”) que contiene principalmente N_{fits} , Base, Máscara y rango espectral a modelizar, como así también la configuración a usar. Es importante además especificar la ley de extinción a usar, (en nuestro caso la ley de extinción de Cardelli, Clayton y Mathis, 1989 y los valores cinemáticos iniciales para la velocidad de corrimiento ($vo=v_*$) y la dispersión de velocidades ($vd=\sigma_*$), ambos en km/s. El primero se refiere a posibles desplazamientos del espectro con respecto a su posición en el rest-frame, debido a incertezas en la determinación de z y/o movimientos peculiares propios en la región adonde se produce la emisión. El segundo se refiere al ensanchamiento cinemático estelar mencionado anteriormente. Normalmente se toma $vo_start = 0$ y $vd_start = 150$ cuando no se conoce la cinemática de antemano y se lo quiere ajustar.

Nota sobre la Cinemática: Los valores de vo y vd son los parámetros de corrimiento y ensanchamiento aplicados al modelo, que mejor ajustan los datos. De esta manera, vo y vd son realmente iguales a v_* y σ_* si: (1) los espectros de la base están en el rest-frame, y (2) la base y los datos tienen la misma resolución espectral. Si la resolución espectral es σ_{inst} y la base tiene σ_{base} , hay que hacer:

$$\sigma_*^2 = vd^2 - \sigma_{inst}^2 + \sigma_{base}^2 \tag{11}$$

Para corregir vd a una dispersión de velocidades apropiada. No hay que esperar resultados confiables cuando $\sigma_* < \sigma_{base}$ o $\sigma_* < \sigma_{inst}$, i.e., cuando la verdadera dispersión de velocidades es más pequeña que la resolución de la base de los datos.

Por ejemplo, un espectro con una resolución muy alta ($\sigma_{\text{inst}} \sim 0$) de una galaxia enana o un cúmulo estelar, modelado con una base con $\sigma_{\text{base}} \sim 100$ km/s, debería dar $v_d \sim 0$. Esto significa que STARLIGHT no encontró necesario ensanchar el espectro modelado, para mejorar el ajuste.

Tratamiento previo de los espectros

Como vimos, antes de utilizar el programa de síntesis espectral STARLIGHT, resulta conveniente realizar un procesamiento previo y algunas correcciones a los espectros observados.

Como primera etapa, descargamos de la base de datos del SDSS DR7 los 131 espectros que conforman nuestra muestra. Para acceder a los mismos, hicimos uso del Spectroscopic Query Form del SDSS DR7 ² e introduciendo las coordenadas (que ya teníamos de la lista de Zhou) descargamos los espectros pertenecientes a cada una de las galaxias. Estos archivos tienen formato .fit, los cuales se componen de segmentos llamados “Header Data Units” o HDU, donde el primer HDU es llamado “Primary HDU”, o “Primary Array”. El “Primary HDU” contiene el espectro en la primera columna, el espectro con el continuo substraído en la segunda columna, la tercera columna es el ruido del espectro (desviación estándar en las mismas unidades que el espectro), la cuarta columna es la máscara de errores. El espectro está en bins log-lineal y en unidades de 10^{-17} erg/cm²/s/Ång. En los HDU 1 y 2, se listan propiedades de líneas de emisión y absorción medidas de manera automática. En el HDU 3 se dan las determinaciones del redshift a partir de mediciones una lista de líneas de emisión. En el HDU 4 se encuentra la determinación del redshift a partir de correlación cruzada. Índices de líneas y cocientes de flujos se almacenan en el HDU 5. Por último, el HDU 6 contiene la máscara de errores y resolución por pixel del espectro.

Para proceder a corregir los espectros, contamos con el software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, Tody, 1993), el cual es un sistema de software diseñado específicamente para el análisis y reducción de datos astronómicos.

En primer lugar, se corrigieron los espectros observados por extinción galáctica, para ello se usaron los valores correspondientes a la absorción en la banda V, los cuales se extrajeron del sitio de NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE (NED)³. Los valores correspondientes al redshift de cada galaxia fueron extraídos de la información en el header de cada archivo .fit. Una vez que tuvimos estos valores, aplicamos la corrección al espectro (en el marco observado) debida a la absorción de la galaxia, utilizando la tarea *deredden* de IRAF. Luego, se corrió el espectro al “rest frame” haciendo uso de la tarea *dopcor* de IRAF, introduciendo el valor de z que determina de manera automática SDSS. Por último, remuestreamos el espectro observado de manera uniforme, en pasos de $\Delta\lambda=1\text{Å}$, utilizando la tarea *dispcor* de IRAF.

² <http://cas.sdss.org/dr7/en/tools/search/IQS.asp>

³ <http://ned.ipac.caltech.edu/>

AJUSTES ESPECTRALES

Para realizar los ajustes, primero se aplicó el código a todas las galaxias de la muestra utilizando una máscara general que cubría las líneas de emisión más conocidas. Estas salidas nos permitieron examinar los espectros para luego, en una segunda instancia, generar una máscara que tapara de una manera más adecuada las múltiples líneas de emisión características de este tipo de galaxias, así como también las bandas de Fe y posibles defectos del detector. La máscara utilizada se muestra en la tabla 2.

Para que el cálculo de la dispersión de velocidades estelares quede mejor definido, el espectro modelo (ajuste) debería estar contenido dentro de ciertos márgenes en el espectro observado. Por esta razón elegimos un margen de por lo menos 30 Å en cada extremo en longitud de onda de los espectros.

En todos los casos se utilizó una base de 80 poblaciones estelares simples extraídas de Bruzual y Charlot, 2003b y se agregó una componente más a la base en forma de ley de potencias. La inclusión de esta última componente de la base fue para modelar la emisión no térmica del continuo del AGN. Se tuvo especial cuidado de atender los pasos previos descriptos en la sección 3.4.6.

Como vimos en 3.4, a partir de una minimización del χ^2 , el código nos provee:

- El espectro modelo $M(\lambda)$ resultado del ajuste en cada longitud de onda.
- La dispersión de velocidades estelares (v_d) en la línea de la visual.
- Posible desplazamiento del espectro modelo (v_0), en la línea de la visual.
- Extinción interna de la galaxia en la banda V (A_V)
- Vector de poblaciones: proporción de cada componente estelar que contribuye al flujo observado. Se tiene en cuenta posible contribución no-estelar (AGN).

Los parámetros cinemáticos no se refieren a alguna línea en particular, sino que son obtenidos contemplando la totalidad del espectro. Se obtiene también χ^2 , que da una idea de la calidad de los ajustes, y la relación señal ruido (S/N), medida en el espectro observado entre 4730 Å y 4780 Å, puesto que esta es una región libre de líneas.

En la Figura 16 se muestra la distribución de S/N y del χ^2 minimizado por el ajuste, obtenidas para nuestra muestra. Para la S/N medida, obtenemos un rango de valores que va entre 11 y 92, con una mediana de 26. El χ^2 minimizado tiene un rango de valores entre 0.5 y 1.6 con mediana de 1.01.

Una vez que tenemos el continuo ajustado en nuestros espectros, procedemos a medir las líneas de emisión como se describe en las secciones siguientes.

LÍNEAS DE EMISIÓN DEL HIERRO

Una de las principales dificultades al medir flujos de líneas de emisión de manera precisa es la substracción de cualquier tipo de contaminación. Las galaxias NLS1

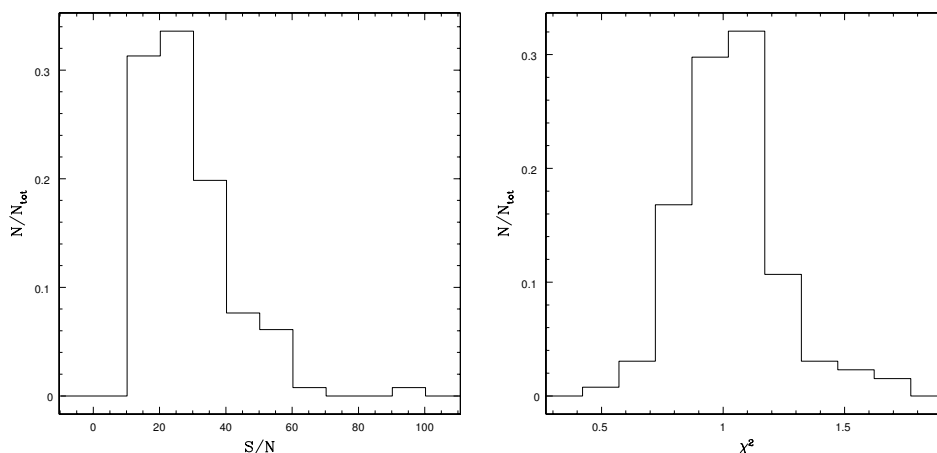


Figura 16: Distribución de la relación S/N (izquierda) y del χ^2 para nuestra muestra.

usualmente muestran fuerte emisión de multipletes del Hierro en el rango óptico (e.g., Netzer y Trakhtenbrot, 2007; Shen y Ho, 2014; Zhou y col., 2006b). Parte de nuestro trabajo se enfoca en las líneas de emisión en la región de H β , entre 4000 y 5500Å. En este rango de longitudes de onda se observa emisión de FeII en los espectros de AGNs de tipo 1 y es particularmente intenso en NLS1. Se removieron las líneas de emisión del Hierro con la ayuda del software online ⁴ desarrollado por Kovačević, Popović y Dimitrijević, 2010 y Shapovalova y col., 2012. Este software provee un modelo que reproduce los multipletes del Hierro en la región de H β para cada objeto en función de la temperatura del gas, ensanchamiento Doppler y corrimiento de las líneas del FeII. El software obtiene el mejor ajuste mediante la minimización del χ^2 . Para ajustar cada línea, se asume que puede ser representada por un perfil Gaussiano, descrito por el ancho, corrimiento e intensidad. Dado que es probable que estas líneas sean originadas en la misma región y por lo tanto con las mismas propiedades cinemáticas, los valores del corrimiento y ancho se asumen iguales para todas las líneas de Fe II en cada AGN. Los espectros a ser ajustados deben estar con el continuo ya restado, es decir sin la contribución del continuo estelar y no-estelar. Los ajustes son sensibles a los parámetros iniciales, estos no deben diferir demasiado (varios ordenes de magnitud) de los valores en el espectro observado. Cada ajuste se inspeccionó visualmente y en los casos que fuera necesario, se modificaron los parámetros iniciales hasta que el ajuste obtenido reprodujera las líneas de emisión observadas del Fe II.

MEDICIÓN DE LAS LÍNEAS ESPECTRALES

Luego de restar las componentes estelar y no-estelar y los multipletes del Fe, lo que queda son las líneas de emisión del gas ionizado. Existe evidencia de que algunas líneas de emisión no pueden ser representadas únicamente por una sola componente, debido a la existencia de diferentes regiones emisoras e.g., Cracco y col., 2016; Mullaney y Ward, 2008; Scharwächter y col., 2017; Schmidt y col., 2016a. Para nuestro trabajo asumimos que los perfiles de estas líneas, en las galaxias NLS1, pueden ser representados por una Gaussiana o por una combinación de perfiles Gaussianos. Para realizar la descomposición de gaussianas se utilizó el software

⁴ http://servo.aob.rs/FeII_AGN/

LINER, un programa interactivo desarrollado por Pogge y Owen, 1993. LINER es un algoritmo que minimiza χ^2 y permite ajustar una línea espectral mediante una o más componentes. Para esto es necesario indicar al programa las componentes que se desean ajustar, con las posiciones aproximadas de los centros de las gaussianas y el ancho aproximado de las mismas. Como salida del programa se tienen los parámetros de las gaussianas a los cuales el programa converge: Centro, Intensidad, FWHM, Ancho equivalente (EW) y Flujo. Se ajustó la componente central de las líneas del [OIII] λ 4959 y λ 5007 con una Gaussiana y se utilizaron una o dos Gaussianas para los perfiles de emisión asimétricos, dependiendo del caso. En nuestra muestra, 28 galaxias no presentan asimetrías y fueron ajustadas con una sola componente, 86 galaxias necesitaron la inclusión de una componente Gaussiana extra para la emisión asimétrica, mientras que en 15 galaxias fueron necesarias 2 componentes extras.

De esta manera se ajustó también el perfil de H β , que es una de las líneas más intensas en el rango óptico. Se ajustó una Gaussiana para la componente angosta, teniendo en cuenta que debería ser de aproximadamente el mismo FWHM que la componente central de [OIII] λ 5007. Para el ajuste de la componente ancha de H β se utilizaron uno o dos perfiles Gaussianos, dependiendo del caso. Dos galaxias de la muestra de 131 NLS1 (SDSS J144249.70+611137.8 y SDSS J103210.15+065205.3), no presentan emisión en H β y por lo tanto no se tuvieron en cuenta en el análisis que involucra líneas de emisión. Para estimar las incertezas en las mediciones, se midieron las líneas de emisión al menos 15 veces en galaxias con diferente S/N y se tomó como error 1 sigma de esta distribución de mediciones. En el caso de una galaxia con una S/N de ~ 13 , encontramos un error relativo en los valores medidos del $\sim 20\%$ para el FWHM y del $\sim 4\%$ para el flujo de la componente angosta de H β y de 1% y 3% para el FWHM y flujo de la componente ancha de H β . Para las líneas de [OIII] las incertezas son del orden de 4% y 9% para las mediciones del FWHM y el flujo de la componente central, y del 30% y 20% para el FWHM y flujo de la componente asimétrica, respectivamente. Considerando una galaxia con una S/N de 26, los errores en la medición son del 4% para el FWHM y para el flujo de la componente angosta de H β , y del 10% y 20% para el FWHM y flujo de la componente ancha de H β , respectivamente. En el caso de la línea [OIII] λ 5007, los errores relativos son de 5% y 10% para el FWHM y flujo de la componente central y de 10% y 2% para el FWHM y flujo de la componente asimétrica, respectivamente. Los errores mencionados significan una cota mínima de los errores totales (errores en el sistema de observación, en las calibraciones, etc) y se refieren sólo a las incertezas en la realización de las mediciones.

En la Figura 17 se muestra un ajuste a las líneas de emisión como ejemplo. En línea sólida gruesa se presenta el espectro observado, en línea fina se muestran los diferentes perfiles Gaussianos ajustados a H β y [OIII] y el perfil de Fe II obtenido con el método discutido en 3.6. En el panel inferior se presentan los residuos para el ajuste, el cual es similar al nivel del ruido en la región del ajuste.

Por otro lado, para obtener información extra de las líneas de absorción, en el caso del triplete del Calcio (CaT), se utilizó el método de Penalized Pixel-Fitting (pPXF) para extraer la cinemática estelar. Aplicamos el software desarrollado por Cappellari, 2017 para ajustar la cinemática del CaT, utilizando la librería estelar MILES (Vazdekis y col., 2016), en el rango espectral 8350 – 9020 Å con una reso-

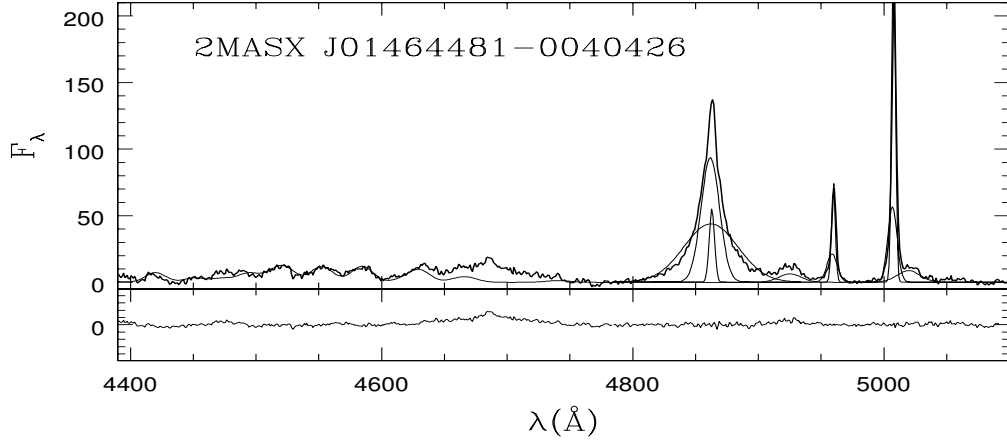


Figura 17: descomposición en Gaussianas y ajuste del Fe II para la galaxia 2MASX J01464481-0040426. El espectro observado se presenta en unidades arbitrarias (línea gruesa), ajuste del Fe II y componentes Gaussianas obtenidas con LINER en línea fina. El espectro residual se muestra en el panel inferior.

lución de 1.5 \AA (FWHM). Para las mediciones de la línea de absorción Ca K, se utilizó la tarea FITPROFS del paquete IRAF, asumiendo que una sola Gaussiana es suficiente para ajustar el perfil de la línea. En la Figura 18 se muestran ejemplos de las líneas de absorción observadas en algunos espectros. En el panel de la izquierda se puede ver un zoom en la parte azul del espectro, donde se encuentran las líneas de la serie alta de Balmer, como así también las producidas por la transición H y K del Calcio. En el panel de la derecha se observa la región más hacia el rojo de los espectros con las características líneas del CaT.

Una vez obtenidas las mediciones de las líneas, se procedió a corregir los FWHM obtenidos por el ancho instrumental. Esta corrección se realiza de manera cuadrática:

$$\text{FWHM}^2 = \text{FWHM}_{\text{obs}}^2 - \text{FWHM}_{\text{inst}}^2 \quad (12)$$

donde FWHM es el ancho “real” o “intrínseco” de la fuente, FWHM_{obs} es el ancho medido directamente del espectro y $\text{FWHM}_{\text{inst}}$ es el ancho instrumental. Se consideró la resolución media provista por SDSS de $\text{FWHM} = 2.7 \text{ \AA}$ en $\lambda = 4861$, (i.e. $\sim 160 \text{ km s}^{-1}$ en la región de H β).

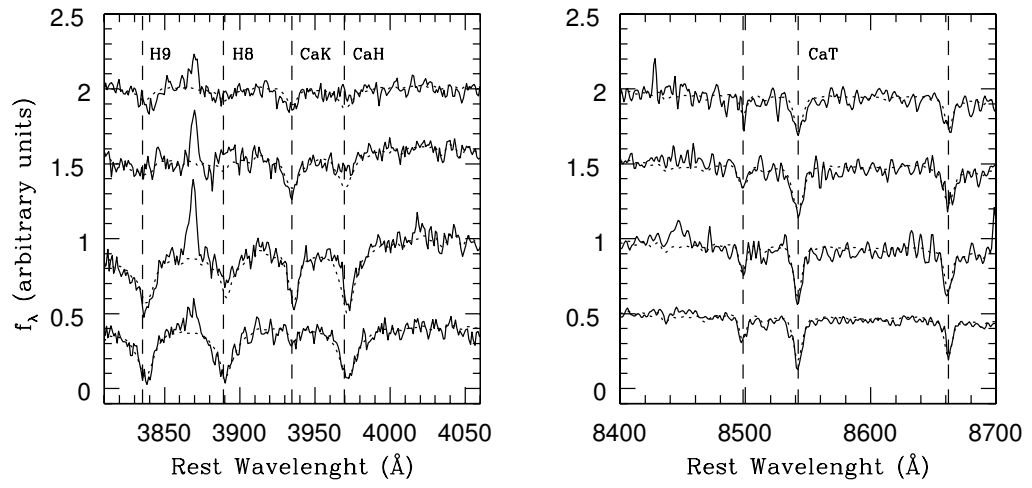


Figura 18: Ejemplos de galaxias NLS1 con notorias líneas de absorción. En línea solida se presenta el espectro observado y en línea punteada el espectro sintético de STARLIGHT.

Parte II

ANÁLISIS DE LAS NLS₁

CONTINUO ESPECTRAL EN NLS₁

CONTINUO NO-ESTELAR

La forma del continuo en espectros de AGNs, en la región del UV-óptico, ha sido incierta por mucho tiempo. Típicamente se lo parametriza en forma de ley de potencias con índice β , donde el flujo por unidad de longitud de onda es $f_\lambda \propto \lambda^\beta$. Por muchos años se asumió un valor medio de $\beta = -1.3$ por muchos autores (O'Brien, Wilson y Gondhalekar, 1988; Richstone y Schmidt, 1980; Sargent, Steidel y Boksenberg, 1989). Luego, una pendiente más "dura" se adoptó con $\beta = -1.7$ (Francis, 1996; Francis y col., 1991; Neugebauer y col., 1987). Este valor sería consistente con los modelos de emisión libre-libre de Barvainis, 1993, (ver también Sun y Malkan, 1989), mientras que una gran dispersión en las pendientes del continuo, a menos que sea producida por oscurecimiento por polvo, descartaría este modelo.

La mayoría de los trabajos para caracterizar el continuo no-estelar en AGN utilizan la técnica del "Stacking" de los espectros y se concentran principalmente en el estudio de QSOs (Francis y col., 2001; Pol y Wadadekar, 2017; Vanden Berk y col., 2001). En la Tabla 3 extraída de Vanden Berk y col., 2001 se listan los valores encontrados hasta ese momento para los índices espectrales en QSOs, es de notar la diferencia de valores para diferentes rangos de longitud de onda y redshift medios.

También hay desacuerdo entre el rango de valores alcanzados por β . Para algunos autores los QSOs presentan siempre (o casi) la misma pendiente (Sanders y col., 1989), mientras que para otros, la dispersión en valores de la pendiente del continuo es grande (Elvis y col., 1994; Webster y col., 1995). Estas diferencias son importantes no sólo por sus implicaciones físicas sobre la naturaleza de la emisión, sino también porque introducen grandes incertezas en las mediciones de la evolución de QSOs por ejemplo, con $\beta = -1.7$ en vez de -1.5 el número de QSOs brillantes a $z \sim 2$ se puede explicar con la mitad de evolución en la densidad co-movil de QSOs luminosos, debido a la diferencia en la corrección k. Se ilustra esto en la Figura 19, donde vemos que una dispersión razonable en los valores del índice espectral, también puede introducir un factor de dos o más en la evolución de la densidad numerica de QSOs inferida (Francis, 1993; Giallongo y Vagnetti, 1992).

Además, la forma y contribución del continuo no-estelar de un AGN puede afectar de manera significativa la estimación de propiedades físicas de sus galaxias (Cardoso, Gomes y Papaderos, 2017). Por ejemplo, al omitir la inclusión de una componente en forma de ley de potencia en los ajustes espectrales, puede llevar a una sobre-estimación de ~ 2 dex de la masa estelar y de ~ 1 y ~ 4 dex en la edad media estelar pesada por luz y masa respectivamente. Estas diferencias aumentan al crecer la contribución del continuo no-estelar en el espectro de entrada.

En este capítulo nos enfocaremos principalmente en el continuo no-estelar de NLS₁, el cual se estimó por medio de síntesis espectral con la inclusión de una ba-

β_λ	Sample Selection	Measurement Method	Redshift Range	Median Redshift	Source
-1.56	Optical and radio	Composite spectrum	0.04-4.79	1.25	1
-1.07	Optical	Average value from spectra	3.58-4.49	3.74	2
-1.54	Radio	Composite spectrum	0.02-3.42	0.80	3
-1.57	Radio	Composite spectrum (remeasure)	0.02-3.42	0.80	1, 3
-1.61	Radio	Photometric estimates	0.38-2.75	1.22	4
-1.67	Optical	Average value from spectra	0.12-2.17	1.11	5
-1.01	Optical and radio	Composite spectrum	0.33-3.67	0.93	6
-0.97	Optical and radio	Composite spectrum (remeasure)	0.33-3.67	0.93	1, 6
-1.54	Optical	Photometric estimates	0.44-3.36	2.00	7
-1.68	Optical	Composite spectrum	NA	1.3	8
-1.64	Optical	Composite spectrum (remeasure)	NA	1.3	1, 8
-1.33	Optical	Composite spectrum	0.16-3.78	1.51	9
-1.30	Radio	Composite spectrum	NA	NA	9

Tabla 3: Tabla extraída de Vanden Berk et al. (2001). Referencias: (1) Vanden Berk et al. 2001; (2) Schneider et al. 2001; (3) Brotherton et al. 2001; (4) Carballo et al. 1999; (5) Natali et al. 1998; (6) Zheng et al. 1997; (7) Francis 1996; (8) Francis et al. 1991; (9) Cristiani & Vio 1990.

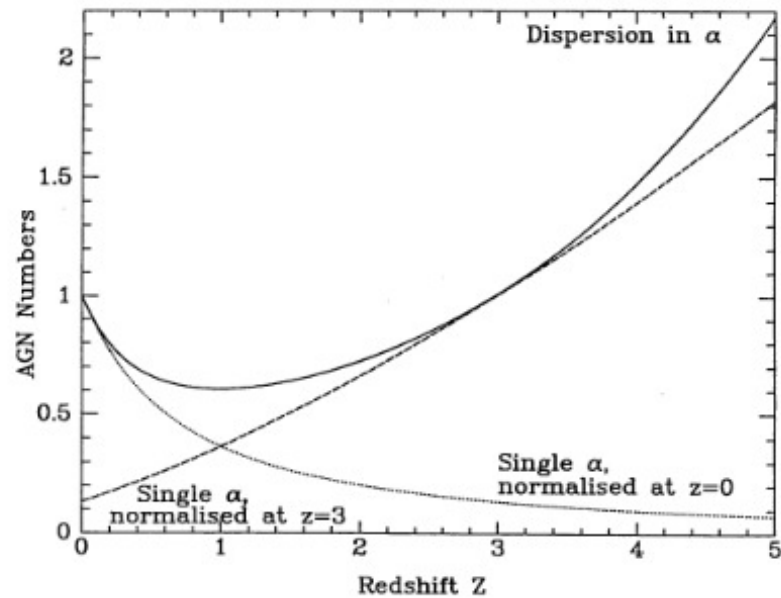


Figura 19: Número de AGNs en función de z . Figura extraída de Francis, 1993

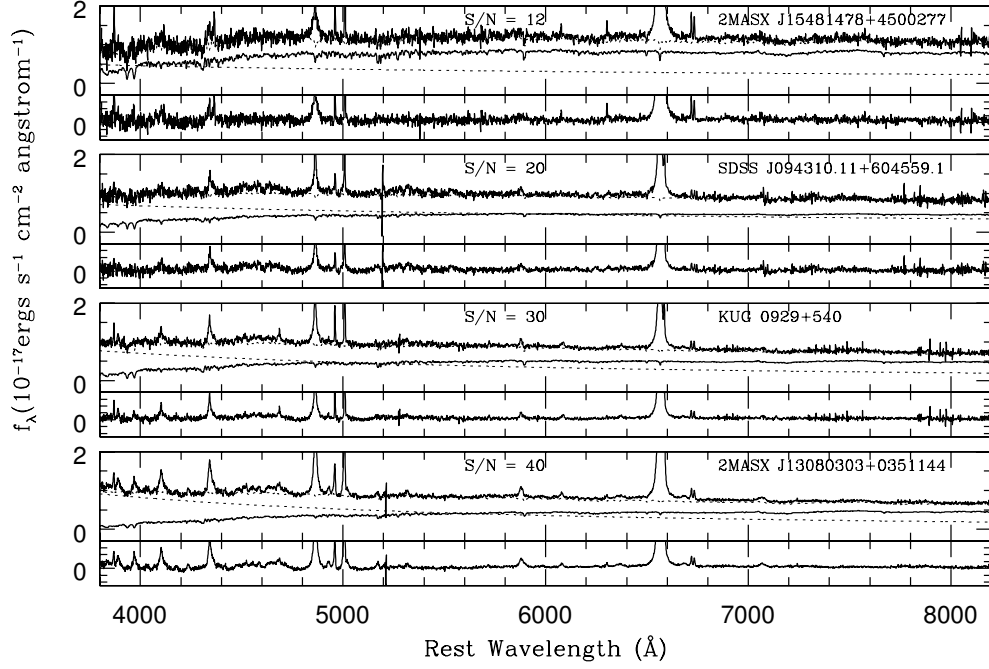


Figura 20: Ejemplos representativos de ajustes espectrales. En cada panel se muestra el espectro observado (línea sólida gruesa), el espectro modelado (rayas), la componente estelar (línea sólida fina), la componente en forma de ley de potencia (punteada). El espectro residual se muestra separado, en el panel inferior para mayor claridad. El espectro observado está normalizado al valor del flujo en $\lambda = 4020$.

se en forma de ley de potencias que fue descripta previamente. Enfatizamos que a diferencias de trabajos previos, nosotros obtenemos simultaneamente la contribución al flujo observado debido a la componente no-estelar (F_{PL}) como así también la pendiente de la misma (β). Esta técnica se diferencia de lo que venía siendo aceptado por otros autores quienes adoptan por ejemplo, un único índice espectral Zhou y col., 2006b, e.g. o asumen que todo el continuo observado es dominado por la componente originada en el núcleo activo, como puede ser en el caso de QSOs o galaxias Seyfert 1 (Greene y Ho, 2005c; Pu, Bian y Huang, 2006; Vanden Berk y col., 2001, e.g.). Para nuestra muestra, en cambio, tenemos una situación intermedia con contribuciones estelares y no-estelares y sin información a priori sobre la pendiente o la fracción de power-law. Así, partir de resolver la ecuación 7 utilizando STARLIGHT, obtenemos la contribución estelar y no-estelar, para cada galaxia.

Espectros individuales

En la Figura 20 se muestran ejemplos de resultados de la síntesis espectral para galaxias con diferentes S/N. En la Figura, el espectro observado se muestra en línea sólida gruesa, el espectro sintético en línea a rayas, el espectro estelar en línea sólida delgada y la componente no-estelar en forma de ley de potencias en línea punteada; en el panel inferior se muestra el espectro residual.

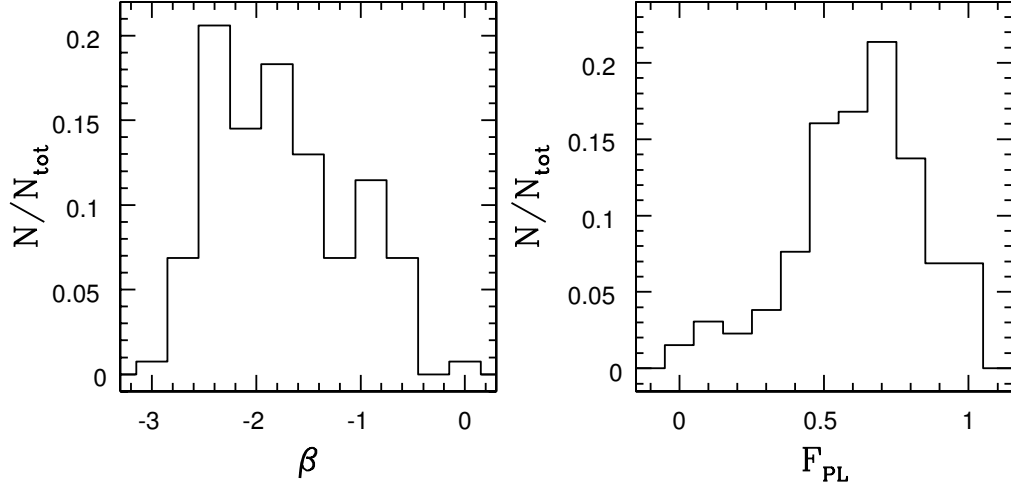


Figura 21: Distribución de índices espectrales obtenidos de STARLIGHT (izquierda) y fracción de la contribución de la componente en ley de potencia al espectro total (derecha).

En la Figura 21 se puede ver la distribución de F_{PL} y de índices espectrales β , que fueron obtenidos mediante las ecuaciones 9 y 10. Recordemos que el índice espectral β representa la pendiente del continuo no-estelar, en escala logarítmica.

La distribución de β se encuentra concentrada alrededor de ~ -2 con un valor medio de $\beta = -1,7 \pm 0,6$ y una mediana para $\beta = -1.8$ con $IQR = 0.9$. Para la contribución de la componente no-estelar encontramos un valor medio de $F_{PL} = 0,6 \pm 0,2$, con mediana de $F_{PL} = 0.64$ y $IQR = 0.29$. Contrario a lo esperado, no encontramos correlación entre el índice espectral y la fracción de power-law. Como se puede ver en la Figura 22, esta relación presenta gran dispersión y una posible degeneración en los valores medidos. Para esta relación se obtuvo un coeficiente de correlación de Pearson = -0.24 con un p-value = 0.004 .

Espectros combinados

Algunas propiedades espectrales se hacen más evidentes al combinar espectros de objetos de la misma clase (Vanden Berk y col., 2001). Combinar los espectros es una manera eficaz y frecuentemente utilizada, para aumentar la S/N . Tales espectros combinados han sido estudiados en diversas ocasiones para Quasars y BLAGNs (Francis y col., 2001; Pol y Wadadekar, 2017; Wilhite y col., 2005) para estudiar la forma y variabilidad del continuo. Como se mencionara en Vanden Berk y col., 2001, dependiendo del método estadístico usado para combinar el espectro, se conservaran diferentes cantidades. En este contexto, la mediana de los espectros preserva los flujos relativos de las líneas de emisión, mientras que la media geométrica preserva la forma del continuo.

Por esta razón, realizamos un apilamiento de los 131 espectros tomando la media geométrica para el flujo. Como el espectro no-estelar se aproxima en la forma de ley de potencia, la mediana o media aritmética de una muestra de espectros en forma de ley de potencias, en general no resultara en una ley de potencia con el

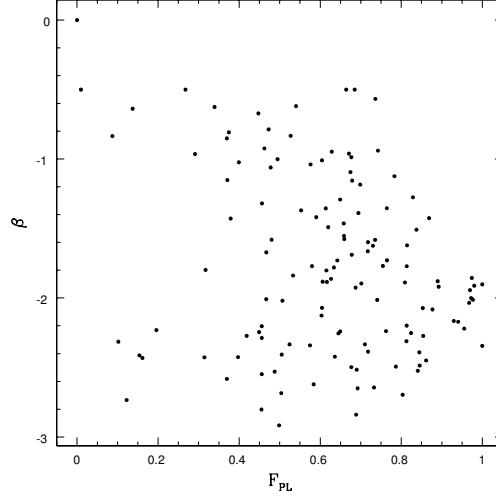


Figura 22: Relación entre la fracción de power-law y los índices espectrales.

índice espectral medio.

La media geométrica se define como:

$$\langle f_{\lambda} \rangle_{gm} = \left(\prod_{i=1}^n f_{\lambda,i} \right) / n \quad (13)$$

donde $f_{\lambda,i}$ es la densidad de flujo del espectro número i en el bin centrado en la longitud de onda λ y n es el número de espectros que contribuyen al bin. Asumiendo que la densidad de flujo del continuo no-estelar tiene una forma de ley de potencias $f_{\lambda} \propto \lambda^{\beta}$, se puede demostrar que $\langle f_{\lambda} \rangle_{gm} \propto \lambda^{\langle \beta \rangle}$, donde $\langle \beta \rangle$ es el valor medio del índice espectral.

Aplicamos nuestra técnica de síntesis espectral en los espectros combinados con media geométrica y obtuvimos un valor medio de $\langle \beta \rangle = -1.55$ con $F_{PL} = 0.63$. El espectro combinado junto con el modelo se pueden ver en la figura 23.

Muestras de control

Nuestro método radica en la combinación de espectros estelares y no-estelares. En ese sentido, hemos obtenido índices espectrales y la contribución del continuo no-estelar para una muestra de NLS1 cercanas.

Para verificar que el código funcione bien en casos extremos, i.e., AGNs con alta o muy baja actividad, debemos usar la misma base utilizada en los NLS1 en otros tipos de AGNs.

Por esto, verificamos nuestro método aplicándolo a una muestra de galaxias con poca contribución al espectro proveniente del AGN (como es el caso de Seyfert 2) y otra muestra con una alta contribución al espectro observado de la componente no-estelar (QSOs). Construimos la muestra de galaxias Seyfert 2, tomando al azar 200 galaxias de Véron-Cetty y Véron, 2010 catalogadas como Seyfert 2, en el rango de redshift $0.01 < z < 0.1$. Para la muestra de QSO, seleccionamos al azar 100 galaxias de Donoso et al. (in prep.), clasificadas como QSO aislados en el rango de redshift $0.2 < z < 0.31$. En este trabajo los espectros de QSO fueron tomados del

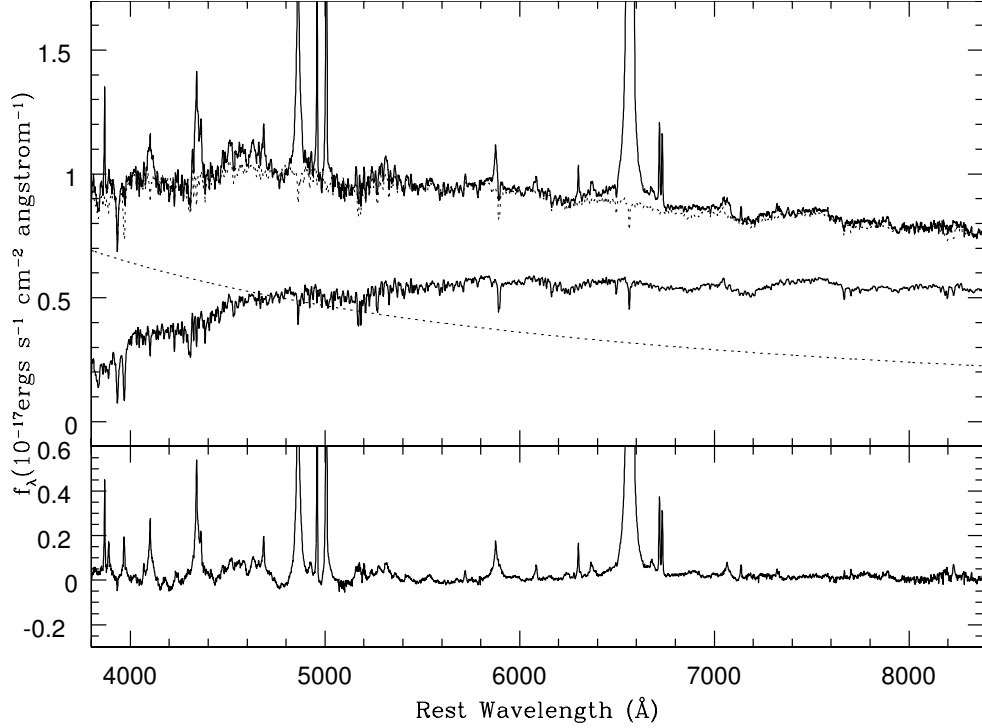


Figura 23: Arriba: Descomposición espectral del espectro combinado mediante media geométrica. Las diferentes componentes del ajuste están representadas como en la Figura 20. Abajo: Espectro residual.

SDSS Quasar Catalog DR7 (SDSSQ-DR7 Schneider y col., 2010), siendo el criterio de ambiente para definir las como aisladas, que no tengan galaxias a una distancia proyectada entre 100 y 500 h^{-1} kpc y con una velocidad radial relativa (ΔV) entre $5000 \leq \Delta V \leq 12000$ km s^{-1} .

Los resultados se muestran en la Figura 24, en donde se comparan las propiedades de la componente no-estelar de objetos con diferente actividad. Para la muestra de galaxias Seyfert 2, obtuvimos una mediana para β de -0.5 con IQR= 1.9 y para la contribución no estelar una mediana $F_{PL}=2\%$ con IQR=6%. Esto está de acuerdo con resultados encontrados previamente (e.g., Cid Fernandes y col., 2004; Cid Fernandes, Storchi-Bergmann y Schmitt, 1998; Schmitt, Storchi-Bergmann y Cid Fernandes, 1999). En el caso de la muestra de QSO, la medianas obtenidas para el índice espectral y la contribución no-estelar son de $\beta = -1.7$ con IQR = 0.5 y F_{PL} fue de 91% con IQR = 30%, en concordancia con resultados previos como Lani, Netzer y Lutz, 2017; Lyu, Rieke y Alberts, 2016; Vanden Berk y col., 2006. Es de notar que en el caso de la muestra de QSO obtuvimos el mismo valor de pendiente que el aceptado canónicamente y también, que la dispersión de valores medidos es mucho menor en este caso que en las otras muestras ($\beta = -1.7$, $\sigma = 0.3$).

Método de Zanstra

Un test adicional para obtener índices espectrales, viene a partir de consideraciones de fotoionización. Osterbrock, 1989 aplicó el método de Zanstra (Zanstra,

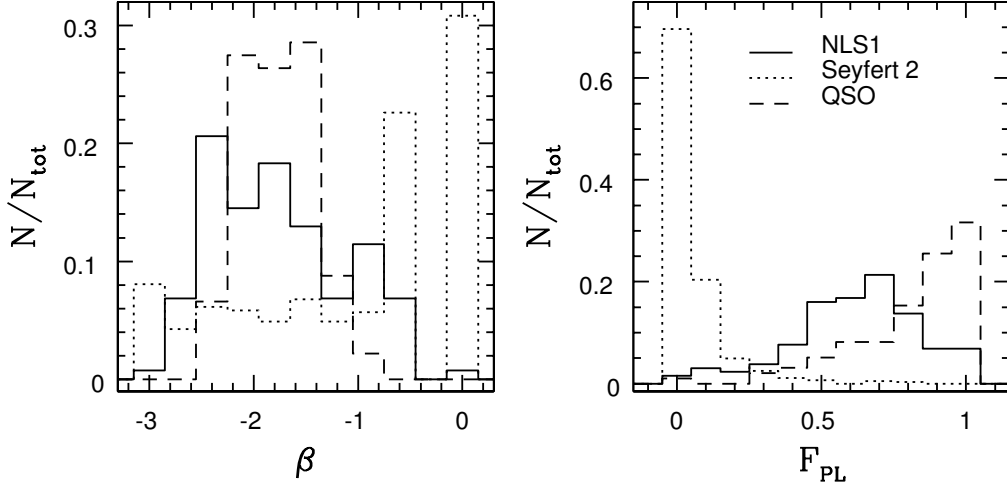


Figura 24: Distribuciones de los índices espectrales obtenidos a partir de STARLIGHT (panel de la izquierda) y fracción de contribución de la componente de ley de potencias al espectro total (panel de la derecha). En línea sólida se muestran las galaxias NLS1, en línea punteada Seyfert 2 y a rayas QSO.

1931) a una fuente no-estelar, utilizando argumentos de fotoionización. La idea detrás del método es que en una nebulosa ionizada alrededor de una estrella masiva, el número total de fotones ionizantes emitidos por la estrella (normalizado por la luminosidad estelar a una dada longitud de onda), será proporcional a la temperatura de la estrella. Esta relación fue ampliamente usada para derivar la temperatura estelar en nebulosas fotoionizadas.

Siguiendo el procedimiento descrito en Osterbrock, 1989, adaptamos el método de Zanstra al caso de un continuo emisor en forma de ley de potencias. Asumiendo que el número total de fotones ionizantes emitidos por la fuente central es lo suficientemente grande como para balancear el número total de recombinaciones del gas ionizado, el cual se relaciona directamente con el número total de fotones de H β emitidos por el gas, podemos escribir la siguiente relación:

$$L_{H\beta} = h\nu_{H\beta} \frac{\alpha_{H\beta}^{eff}(H^0, T)}{\alpha_B(H^0, T)} \int_{\nu_0}^{\infty} \frac{L_{\nu}}{h\nu} d\nu \quad (14)$$

donde $\alpha_{H\beta}^{eff}(H^0, T)/\alpha_B(H^0, T) \approx 0.12$ es el número de fotones de H β producidos por recombinación del Hidrógeno.

Observacionalmente es a menudo más conveniente expresar L_{β} en términos de su ancho equivalente con respecto al continuo adyacente. El ancho equivalente W_0 se mide en unidades de longitud de onda,

$$L_{H\beta} = L_{\lambda}(\lambda 4861) W_{\lambda}(H\beta) = L_{\nu}(\lambda 4861) \frac{d\nu}{d\lambda} W_0(H\beta) \quad (15)$$

donde L_{λ} es la luminosidad del continuo por unidad de longitud de onda. Para un continuo no-estelar de la forma $f_{\nu} = \nu^{\alpha}$, obtenemos:

$$W_{\lambda} = \frac{\lambda_{H\beta}}{-\alpha} \frac{\alpha_{H\beta}^{eff}(H^0, T)}{\alpha_B(H^0, T)} \left(\frac{\nu_0}{\nu_{H\beta}} \right)^{\alpha} = \frac{568}{-\alpha} (5.33)^{\alpha} \quad (16)$$

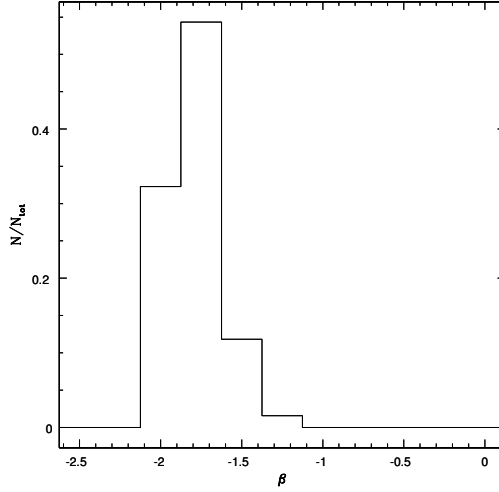


Figura 25

donde W_λ está dada en \AA y los coeficientes de recombinación están calculados para $T = 10^4$ K, aunque los mismos son casi independientes de la temperatura.

En principio es sencillo derivar el índice espectral de la Ecuación 16, donde $\beta = -\alpha - 2$. En la Figura 25 se muestra la distribución de β obtenida tomando el ancho equivalente de la componente ancha de $H\beta$. Esta distribución tiene una mediana $\beta = -1.81$ con $\text{IQR} = 0.18$ y valor medio $\beta = -1.7 \pm 0.1$.

CONTINUO ESTELAR

Como ya vimos en 3.3.1, a partir del modelado de las poblaciones estelares podemos obtener importante información sobre las galaxias donde se encuentran estos núcleos activos. Los espectros contienen información sobre la distribución de edades y metalicidades de las estrellas, lo que se puede traducir en la historia de formación estelar y química de la galaxia. Obtener esta información de una manera confiable es crucial para una comprensión más profunda de la formación de las galaxias y su evolución.

Un parámetro muy útil para caracterizar la mezcla de poblaciones estelares en una galaxia es la edad media. Podemos definir dos versiones de la edad estelar media (en logaritmo), una pesada por la luz:

$$\langle \log t_\star \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j \log t_j \quad (17)$$

y otra pesada por la masa:

$$\langle \log t_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j \log t_j \quad (18)$$

Por construcción, ambas definiciones están limitadas al rango 3.16 Myr y 7.5 Gyr abarcado por la base. En principio, la edad media pesada por masa tiene un

sentido más físico, sin embargo, debido a que la relación M/L no es constante, ésta tiene una relación mucho menos directa con el espectro observado que $\langle \log t_\star \rangle_L$. Si bien las incertezas de $\langle \log t_\star \rangle_L$ y $\langle \log t_\star \rangle_M$ son comparables en términos absolutos, el segundo índice abarca un rango dinámico menor (por el cociente mayor de M/L de poblaciones viejas), por lo que en la práctica $\langle \log t_\star \rangle_L$ es el más útil de los dos.

Uno puede intentar obtener descripciones más detalladas de la historia de formación estelar, involucrando por ejemplo, momentos mayores de la distribución de edades. Por ejemplo,

$$\sigma_L(\log t_\star) = \left[\sum_{j=1}^{N_\star} x_j (\log t_j - (\log t_\star)_L)^2 \right]^{1/2} \quad (19)$$

mide la desviación estándar de la distribución de edades (en logaritmo) pesada por flujo, y puede ser útil para distinguir galaxias dominadas por una sola población de aquellas que tuvieron una historia de formación continua o con varios "bursts".

Otro parámetro que se puede utilizar para describir una población estelar mixta, es la metalicidad. Análogamente a lo que hicimos para las edades, definimos metalicidades estelares medias pesadas por luz y por masa:

$$\langle Z_\star \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j Z_j \quad (20)$$

y

$$\langle Z_\star \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_\star} \mu_j Z_j \quad (21)$$

Ambas cantidades se encuentran limitadas por los valores disponibles en la base, en nuestro caso 0.2 y 2.5 Z_\odot . Las metalicidades estelares medias son en general más sensibles a los errores que las edades medias. Esto se puede entender dado que la edad es la razón principal de varianza en espectros de SSP, teniendo la metalicidad un efecto de segundo orden (e.g., Ronen, Aragon-Salamanca y Lahav, 1999; Schmidt y col., 1991). Esta es la razón por la cual estudios de las poblaciones estelares de galaxias tienen mayor dificultad estimando metalicidades que edades, llegando al punto en que uno se ve forzado a agrupar sobre la información en Z y lidiar sólo con estimadores de la edad como $\langle \log t_\star \rangle_L$ (e.g., Cid Fernandes y col., 2001a; Fernandes, Leao y Lacerda, 2003; Kauffmann y col., 2003). En la Figura 26 se presentan las distribuciones de edades obtenidas a partir de las dos definiciones mencionadas, como así también las distribuciones de metalicidades pesadas por luz y por masa. Para la distribución de edad pesada por luz obtuvimos un valor medio $\langle \log t_\star \rangle_L = 8.1 \pm 0.7$, mientras que para $\langle \log t_\star \rangle_M = 9.67 \pm 0.25$. Esta diferencia se debe al gran cociente en la relación M/L para poblaciones viejas. Por otro lado, para la distribución de metalicidad obtuvimos un valor medio $\langle Z_\star \rangle_L = 0.6 \pm 0.2$ y para $\langle Z_\star \rangle_M = 1.1 \pm 0.5$.

Podemos definir un vector de poblaciones reducido tomando tres rangos de edad: $t_\star \leq 25$ Myr; $100 \text{ Myr} \leq t_\star \leq 1.4$ Gyr y $t_\star \geq 2.5$ Gyr. Estos vectores de poblaciones se denotan como (Xy, Xi, Xo) correspondientes a jóvenes, intermedias y viejas respectivamente. Es de notar que la información sobre la metalicidad está

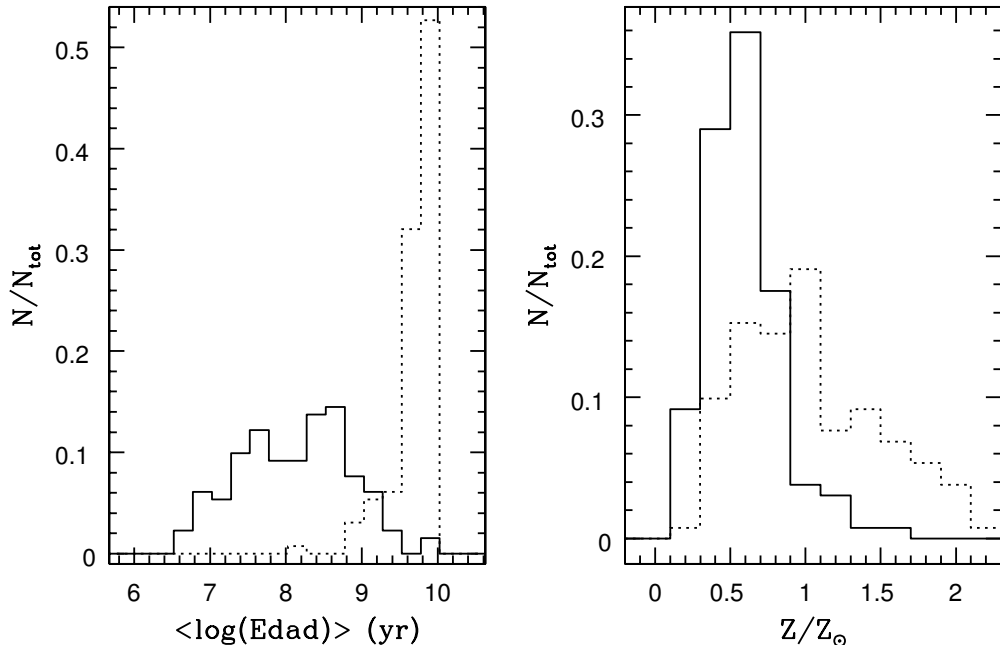


Figura 26: Izquierda: Distribución de edad media pesada por flujo (línea sólida) y por masa (línea punteada). Derecha: Distribución de la metalicidad media pesada por flujo y por masa.

agrupada en esta descripción. En la Figura 27 se muestran las distribuciones de los vectores de poblaciones reducidos X_y , X_i y X_o . La mayoría de las galaxias no necesitaron componente joven ni intermedia, siendo las medianas de porcentaje de contribución al flujo total de 0 % con IQR = 5 para X_y y de 0 % con IQR = 7 para X_i , mientras que para X_o la mediana es de 20 % con IQR = 28.

Revisando la desviación estándar de la distribución de edades pesada por flujo (Eq. 19), obtenemos una mediana de $\sigma_L(\log t_*) = 0.2$ con IQR = 0.8, lo que indicaría nuevamente que la mayoría de las galaxias observadas pueden ser bien ajustadas con una sola población estelar.

Teniendo en cuenta la apertura fija de la fibra de SDSS de 3 arcsec. en la distancia media de nuestra muestra de $z = 0.071$, esto corresponde a una distancia proyectada de 4.089 Kpc., siendo el máximo de distancia proyectada 5.5 Kpc a $z = 0.1$. Así, podríamos considerar que la mayoría de la luz observada con la fibra de SDSS proviene de la población vieja del bulge de la galaxia.

Las líneas H y K del Calcio una vez ionizado (Ca II) son líneas de absorción prominentes en el espectro de estrellas tipo solar o más frías como las gigantes rojas. El ancho equivalente de la línea Ca II K esencialmente mide el contraste entre poblaciones viejas y jóvenes, por lo que puede ser utilizada para proveer una descripción mono-paramétrica en galaxias. Por otro lado, la línea Ca II K (al igual que el quiebre de Balmer en 4000 Å) puede verse diluida por emisión de estrellas jóvenes o por luz del AGN (F_{PL}). En la Figura 28 (izquierda) se muestra la distribución de EW para la línea Ca II K, la cual abarca un rango entre 0.25 y 8.9 Å, con mediana de 2.59 Å y IQR = 2.55. En el panel de la derecha de la misma figura se puede apreciar el efecto de dilución mencionado en el EW de Ca II K, al aumentar

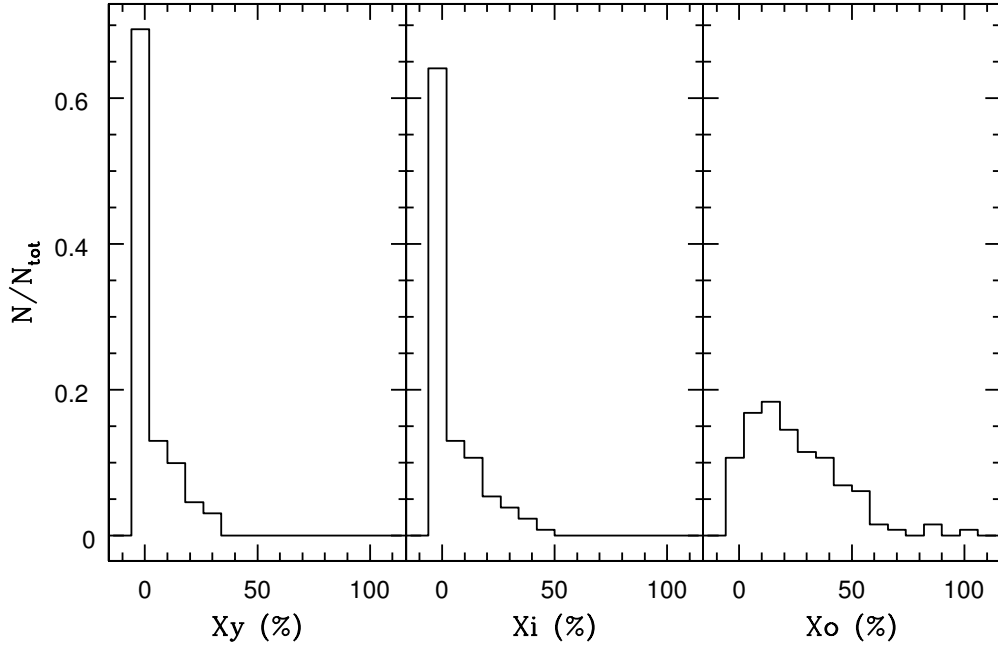


Figura 27: Distribuciones de los porcentajes de X_y , X_i y X_o con respecto al flujo total.

el porcentaje de población joven y/o de componente no-estelar. Para las mismas se encuentra una anticorrelación con un coeficiente de Pearson = -0.6 y $p=1.5e-10$.

DISCUSIÓN

La pendiente y contribución del continuo no-estelar en los espectros de NLS1 es aún un tema abierto a debate. Tradicionalmente el continuo en espectros de AGNs se ajustan por medio de una función de ley de potencias, asumiendo que la pendiente del continuo es la misma para las diferentes clases de AGNs. En este trabajo mostramos a través de la síntesis espectral, que existen en realidad un rango de valores posibles en NLS1, tanto para β como para F_{PL} .

Encontramos una mayor degeneración en la estimación de β cuando la contribución del continuo no-estelar es menor al $\sim 40\%$. Los errores en la determinación de la pendiente aumentan significativamente cuando la contribución de la componente en ley de potencias, es menor. Esto se debe a que, en estos casos, cambios grandes en β pueden producir resultados similares en el espectro general (see e.g., Cracco y col., 2016; Zhou y col., 2006a). Estudiando una muestra de 7 galaxias NLS1 con espectroscopia en el óptico e infrarrojo cercano Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000 encontraron un valor promedio para $\beta = -1.41$, mientras que Cracco y col., 2016 encontraron un valor medio de $\beta = -1.22$ para una muestra de 296 NLS1. Varios trabajos han calculado el valor de la pendiente del espectro en AGNs en el rango óptico, a partir de espectros compuestos, como Francis, 1996; Vanden Berk y col., 2001, quienes encontraron valores medios para β de -1.65 and -1.55 respectivamente, a partir de muestras de QSO. Pol y Wadadekar, 2017 encontraron un valor para $\beta = -1.89$ a partir de una composición de espectros de

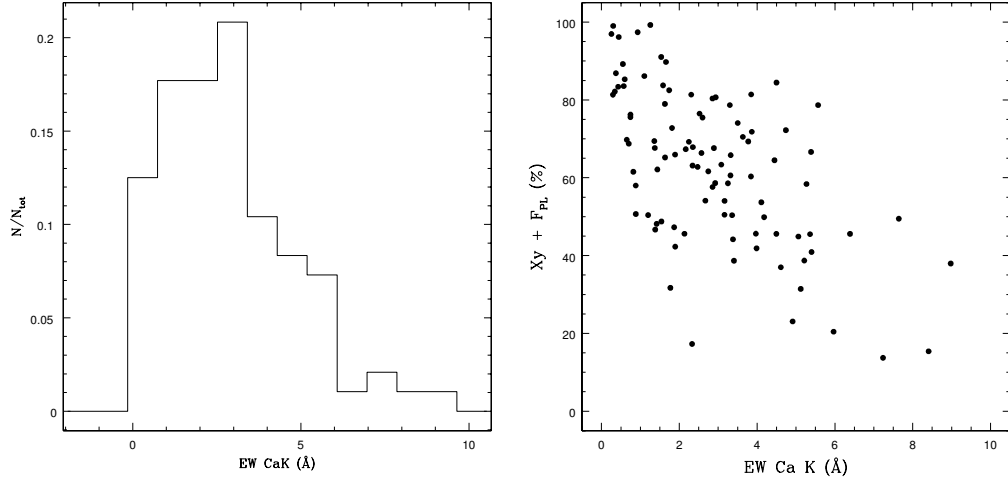


Figura 28: Izquierda: Distribución de EW de la línea Ca II K. Derecha: Relación entre la contribución al flujo total de las poblaciones jóvenes más el continuo no estelar y el EW Ca II K.

Seyfert 1. En el mismo trabajo, ellos argumentan que la diferencia en la pendiente del espectro, para longitudes de onda mayores a 4000\AA se debe a un aumento en la contribución al flujo por parte de la galaxia huésped. Si bien encontramos el mismo valor para β en mediana, debido a la gran dispersión que encontramos en nuestra distribución ($\sigma = 0.6$), no podemos confirmar ni negar esta afirmación. Sin embargo, cuando consideramos la contribución al espectro por el continuo no estelar F_{PL} , es evidente que la galaxia huésped tiene un impacto no despreciable en el espectro observado y que las galaxias NLS1 son un caso intermedio entre galaxias BLAGN y Seyfert 2.

Teniendo en cuenta que la nuestra es una submuestra de la creada por Zhou y col., 2006b podemos comparar algunos parámetros entre ambas, como por ejemplo la fracción de contribución del continuo no-estelar al espectro. En la Figura 29 podemos ver la relación entre los valores de F_{PL} obtenidos utilizando STARLIGHT y la fracción del flujo en 5100\AA del continuo no-estelar definido por Zhou y col., 2006b. Para poder comparar entre las dos fracciones, corregimos nuestros valores de F_{PL} que habían sido medidos en 4020\AA para que correspondan a 5100\AA . Encontramos un excelente acuerdo entre las dos mediciones, con un coeficiente de correlación de Pearson $r = 0.82$ con $p\text{-value} = 3.7 \times 10^{-33}$.

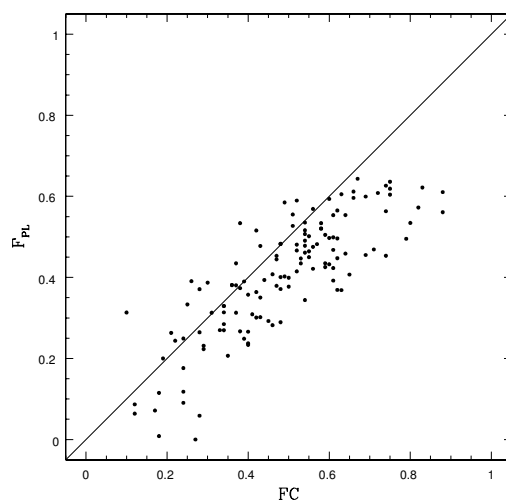


Figura 29: Relación entre la fracción de contribución al espectro observado por parte del continuo no-estelar, obtenido por STARLIGHT (F_{PL}) y el obtenido por Zhou y col., 2006b (FC). En línea solida está representada la función identidad.

LÍNEAS DE EMISIÓN

En el Capítulo 3 se describió la muestra observacional y el método adoptado para ajustar los datos. Al tener los espectros con el continuo descontado (estelar y no-estelar), nos quedamos con el espectro puramente de emisión del gas ionizado. En la sección 3.7 se describió el proceso de descomposición de Gaussianas a las líneas espectrales de interés. Esto nos permitirá estudiar las condiciones físicas y dinámica del gas, es decir podremos estimar rangos de masas de agujeros negros centrales, tasas de acreción, relación $M - \sigma$, rangos de velocidades involucrados en cada región de emisión, entre otras cosas.

RANGO DE VELOCIDADES

Como se vio en la Sección 1.3.1, hay dos regiones principales de emisión en un AGN, éstas son la región emisora de líneas anchas o BLR, y la región emisora de líneas angostas o NLR. En la BLR, el rango de velocidades es $10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$, mientras que en la NLR, al estar más alejada del potencial gravitatorio central, el rango de velocidades involucrados es de algunos cientos de km s^{-1} .

En la Figura 30 se muestran las distribuciones del FWHM de las líneas $\text{H}\beta$ y $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Todos los valores presentados fueron corregidos por el ancho instrumental, como se mencionara en la Sección 3.7. En el panel superior izquierdo se muestra la componente ancha de $\text{H}\beta$, donde se ve un rango de velocidades que va entre ~ 900 y 4500 km s^{-1} , con una mediana de 2280 km s^{-1} y $\text{IQR} = 1857 \text{ km s}^{-1}$. El panel superior derecho muestra la distribución del FWHM de la componente delgada de $\text{H}\beta$. Puede verse que la mayoría de las galaxias tienen un FWHM que va entre 0 y $\sim 800 \text{ km s}^{-1}$ para esta componente. La distribución de velocidades de esta componente tiene una mediana de 257 km s^{-1} con $\text{IQR} = 174 \text{ km s}^{-1}$. Hay 3 galaxias que presentan valores mayores a 800 km s^{-1} en FWHM, ellas son 2MASX J22545221+0046316, SBS 0933+511 y 2MASX J08183571+2850224 con FWHM en la componente angosta de $\text{H}\beta$ de 894, 954 y 1393 km s^{-1} respectivamente. El panel inferior izquierdo muestra la componente asimétrica (ca) de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ que se detectó en 99 galaxias de la muestra. El rango de velocidades para esta componente asimétrica está entre ~ 170 y 1600 km s^{-1} , con una mediana de 599 km s^{-1} y IQR de 326 km s^{-1} . Por último, en el panel inferior derecho puede verse el FWHM de la componente central (cc) de $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Esta componente muestra un rango un poco menor al encontrado para la componente angosta de $\text{H}\beta$, siendo entre 73 y 527 km s^{-1} los valores encontrados de velocidades, con mediana de 208 km s^{-1} y $\text{IQR} = 105 \text{ km s}^{-1}$. En el caso de las componentes que corresponden a la región emisora de líneas angostas, los valores medianos y sus IQR correspondientes, son comparables entre sí.

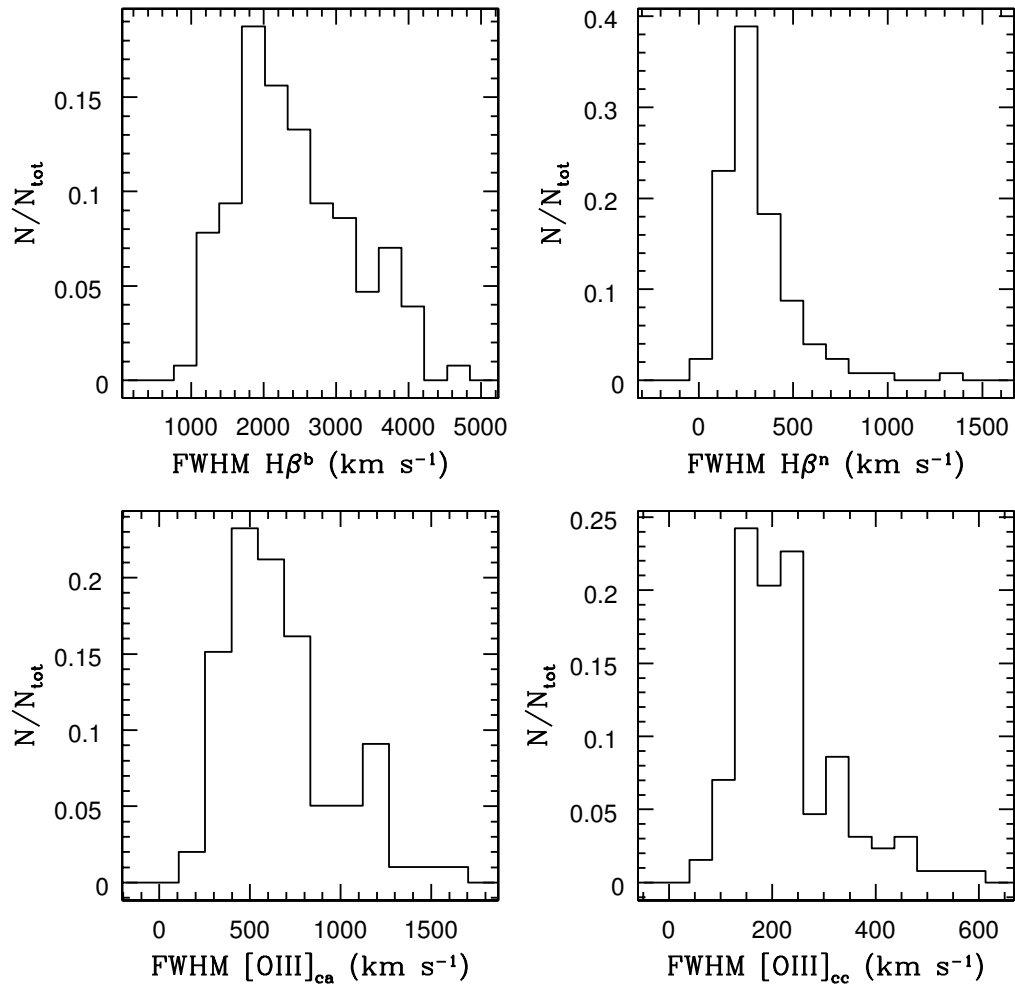


Figura 30: Distribuciones de FWHM de: la componente ancha $H\beta^b$ (arriba a la izquierda), la componente delgada $H\beta^n$ (arriba a la derecha), la componente asimétrica (ca) de $[OIII]\lambda 5007$ (abajo a la izquierda) y la componente central (cc) de $[OIII]\lambda 5007$ (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de km s^{-1} y han sido desafectados por el ancho instrumental.

PERFIL DE LA LÍNEA [OIII] λ 5007

Relacionado a la cinemática nuclear, se ha reportado la presencia de alas azules y corrimientos al azul en varias líneas de altos y medios grados de ionización en diferentes AGNs. Estas características fueron asociadas con vientos y “outflows” e.g., Boroson y Oke, 1987; Marziani y col., 2003a, los cuales pueden ser los responsables de proveer energía y material al medio interestelar de la galaxia huésped (Churazov y col., 2001; Colbert y col., 1996; Moll y col., 2007).

Existen evidencias observacionales de estos corrimientos al azul, en todas las longitudes de onda, desde rayos X (e.g., Chelouche y Netzer, 2005; Krongold y col., 2007), pasando por el ultravioleta (e.g., Crenshaw y Kraemer, 2007; Sulentic y col., 2007), óptico (e.g., Das y col., 2005), IR (e.g., Rodríguez-Ardila y col., 2006) y radio (e.g., Gallimore y col., 2006).

Considerando líneas de muy alta ionización como [Fe VII], [Fe X] and [Fe XI], Rodríguez-Ardila y col., 2006 analizaron los corrimientos al azul en galaxias Seyfert 1. Ellos encontraron que el tamaño de la región emisora varía con el potencial de ionización. En este escenario, a mayor potencial de ionización, más compacta la región emisora. Esto sugiere que la fotoionización nuclear es el principal mecanismo de excitación. Sin embargo, ellos sugieren que shocks generados por el “outflow” puede proveer una cantidad adicional de energía para la formación de las líneas.

Los desplazamientos hacia el azul en las líneas de emisión de [OIII] han sido una característica notoria de los AGN en general y de las NLS1 en particular.

Estudiando una muestra de 216 AGN de tipo 1 Zamanov y col., 2002 encontraron que 7 de ellas mostraban corrimientos al azul en la línea de [OIII] λ 5007 con velocidades radiales $< -250 \text{ km s}^{-1}$. Estos objetos fueron llamados *blue outliers*. Objetos con características similares fueron analizados por diferentes autores (e.g., Aoki, Kawaguchi y Ohta, 2005; Grupe y Leighly, 2002; Grupe, Thomas y Leighly, 2001; Marziani y col., 2003b). Recientemente, Zakamska y col., 2016 detectaron quasars a $z \sim 2.5$ con corrimientos al azul de $\sim -1500 \text{ km s}^{-1}$.

Estudiando galaxias NLS1, se midió un corrimiento hacia el azul de $\sim 10 \text{ \AA}$ ($\sim 600 \text{ km s}^{-1}$) en la línea [OIII] λ 5007 de la galaxia Zw1 (Boroson y Oke, 1987). Además, Aoki, Kawaguchi y Ohta, 2005 encontraron dos galaxias NLS1 con corrimientos al azul de [OIII] λ 5007 de $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ relativo a H β . Ellos sugieren que los “outflows” se originan en el núcleo e interactúan con el gas del ambiente. Bian, Yuan y Zhao, 2005 estudiaron una muestra de 150 galaxias NLS1 del SDSS y encontraron 7 objetos *blue outliers*, es decir con un corrimiento al azul de la línea [OIII] mayor a 250 km s^{-1} , y una correlación entre el corrimiento al azul de [OIII] y el FWHM de la componente central de la línea [OIII].

Por otro lado, fuertes “outflows” son frecuentes en AGNs en general y en las galaxias NLS1 en particular. La mayor evidencia de vientos, o al menos de componentes cinemáticas diferentes a la NLR, proviene de la asimetría hacia el azul, en algunas líneas de emisión (Yuan y col., 2008)). Frecuentemente se encuentran perfiles con asimetrías hacia el azul en las líneas [OIII] λ 4959, 5007, en las galaxias NLS1 (e.g., Heckman y col., 1981; Vrtillek y Carleton, 1985). Estos perfiles asimétricos se suelen interpretar como una composición de dos componentes espacial y cinemáticamente diferentes, la componente del centro (cc) y la componente asimétrica (ac). La primera es emitida desde la NLR con FWHM de cientos de km s^{-1} , mientras que la segunda tiene un mayor FWHM alcanzando valores de hasta

$\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$, siendo originada en una región más cercana al núcleo Bian, Yuan y Zhao, 2005; Komossa y col., 2008; Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001. Algunos estudios sugieren que la diferencia de velocidades entre las componentes central y asimétrica de las líneas de [OIII] correlaciona con el FWHM de las mismas líneas (Cracco y col., 2016; Xiao y col., 2011). En esta sección estudiaremos el comportamiento de [OIII] $\lambda 5007$ con respecto a H β en nuestra muestra de 131 NLS1, con el fin de investigar la dinámica de la NLR y de detectar posibles galaxias *blue outliers*. Detectamos asimetrías en el perfil de la línea [OIII] $\lambda 5007$ en 101 objetos de nuestra muestra. Estudiaremos el perfil asimétrico de la línea [OIII] $\lambda 5007$ en esta sección y más adelante veremos posibles relaciones con luminosidades de diferentes líneas y con la masa del agujero negro central.

Corrimiento al azul

Como se mencionara en la Sección 3.7, los perfiles de emisión de las líneas H β y [OIII] $\lambda 5007$ fueron ajustados por medio de una combinación de perfiles Gaussianos. A partir de este ajuste obtenemos los parámetros: Centro, Intensidad, FWHM, Ancho equivalente (EW) y Flujo, para cada perfil. Con el fin de determinar el corrimiento al azul de [OIII], medimos la diferencia en longitud de onda entre el centro de la componente angosta de H β (en $\lambda=4861.3 \text{ \AA}$) y el de la componente central de [OIII] (en $\lambda=5006.8 \text{ \AA}$). Entonces, el corrimiento al azul de [OIII] con respecto a H β (i.e., Δv) se puede calcular en base a la diferencia de laboratorio en longitud de onda entre ambas líneas de emisión (145.5 \AA). Las incertezas en la determinación de Δv son típicamente del orden $\sim 15\% - 20\%$. En la Figura 31 se muestra la distribución de valores alcanzados por el corrimiento al azul de [OIII] Δv en unidades de km s^{-1} . Esta distribución presenta valores en el rango desde -214 hasta 348 km s^{-1} , con una mediana de -3 km s^{-1} y IQR de 49 km s^{-1} . Ninguno de los objetos de nuestra muestra parece ser *blue outlier* si consideramos la definición de Zamanov y col., 2002 con $\Delta v < -250 \text{ km s}^{-1}$. Sin embargo, si tomamos la definición menos restrictiva propuesta por Komossa y col., 2008 tomando como *blue outlier* a las galaxias que presentan un corrimiento $\Delta v < -150 \text{ km s}^{-1}$, tan sólo 3 galaxias cumplen con este requisito.

A diferencia de Bian, Yuan y Zhao, 2005; Komossa y col., 2008 y Schmidt et al. 2018, no encontramos correlación entre los corrimientos al azul de la línea [OIII] y el FWHM de la componente central de [OIII] $\lambda 5007$, siendo el coeficiente de correlación de Pearson $r=-0.17$ y $p\text{-value}=0.065$.

Asimetrías en [OIII]

Como ya mencionamos, la mayoría de las galaxias de nuestra muestra ($\sim 77\%$), presenta asimetrías en el perfil de la línea de emisión [OIII] $\lambda 5007$ y se debieron ajustar con una componente Gaussiana extra. En esta sección, nuestro objetivo es estudiar el perfil asimétrico de [OIII] $\lambda 5007$ y cómo se relaciona este con diferentes parámetros.

Definimos el parámetro Δv_{asym} como la diferencia de velocidades entre el centroide de [OIII] $_{\text{ac}}$ y [OIII] $_{\text{cc}}$. Las incertezas típicas en las mediciones de Δv_{asym} , son del orden de $\sim 15\% - 20\%$. En la Figura 32 se presenta la distribución de valores

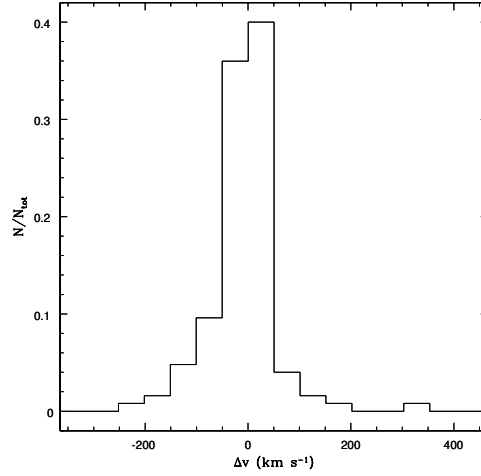


Figura 31: Distribución del corrimiento al azul de [OIII] relativo a H β (Δv) en km s^{-1}

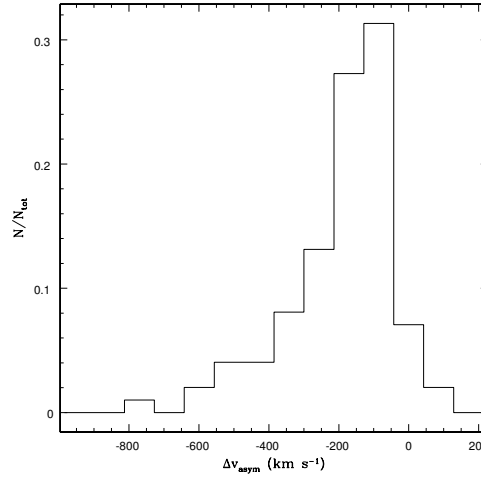


Figura 32: Distribución de la diferencia de velocidades entre la componente asimétrica y la componente central de [OIII] λ 5007 en km s^{-1}

para Δv_{asym} . Para la misma, la mediana es de -158 km s^{-1} con $\text{IQR} = 161 \text{ km s}^{-1}$. Encontramos una correlación débil, pero significativa entre Δv_{asym} y el FWHM de la componente asimétrica (Figura 33 izquierda), en acuerdo con Xiao y col., 2011 y Cracco y col., 2016. Esta correlación ($r = -0.34$ y $p\text{-value} = 0.00054$) sugiere que mientras más rápido se mueve el “outflow” a través del medio, el gas se vuelve más turbulento. Al mismo tiempo, el “outflow” debería afectar la cinemática del medio. De hecho, una correlación similar existe con el FWHM de la componente central con $r = -0.35$ y $p\text{-value} = 0.00034$ (Figura 33 derecha).

Por otro lado, no encontramos correlación entre Δv_{asym} y el FWHM de las diferentes componentes de la línea H β y tampoco con el parámetro F_{PL} . Esto último indicaría que no existiría conexión (ó dependencia) de los outflows con la potencia del AGN.

De manera similar, podemos estudiar la emisión asimétrica total de [OIII]. Para hacer esto, tendremos en cuenta no solo la diferencia de velocidades entre los cen-

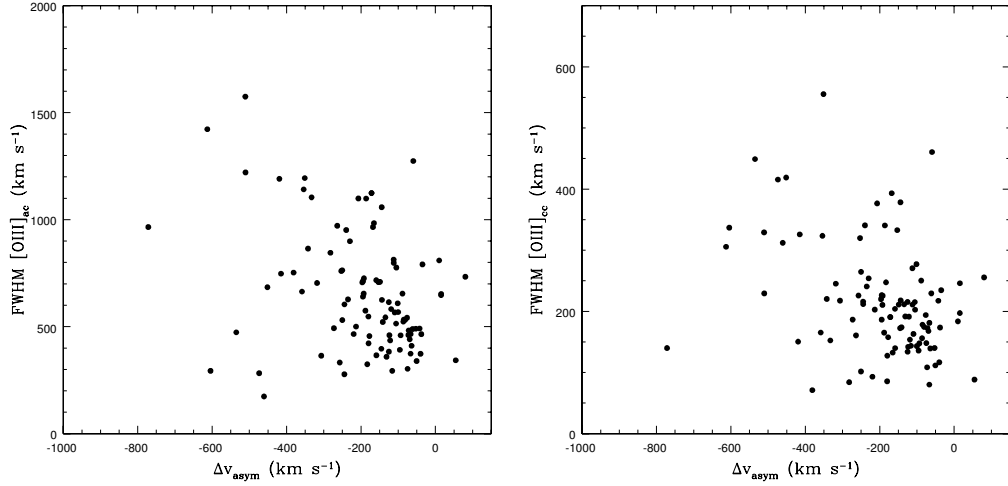


Figura 33: Diferencia de velocidades entre el centro de la componente asimétrica y la central de la línea $[\text{OIII}]\lambda 5007$, versus el FWHM de $[\text{OIII}]_{ac}$ (Izquierda) y el FWHM de $[\text{OIII}]_{cc}$ (derecha), las unidades son en km s^{-1}

troides de la componente central y asimétrica de $[\text{OIII}]$ (Δv_{asym}), sino también la mitad del ancho de la componente asimétrica en su base (ver panel izquierdo de la Figura 34. Si asumimos que el ancho de la componente asimétrica en su base es aproximadamente dos veces el FWHM de la componente asimétrica, entonces tendremos:

$$\text{Asimetría total} = \Delta v_{\text{asym}} - \text{FWHM}[\text{OIII}]_{\text{asym}}$$

De esta manera, el parámetro definido como *asimetría total* es un buen estimador de la velocidad radial del extremo del ala azul relativa al centroide de la componente central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Como fuera mencionado en 3.7, con el fin de estimar las incertezas en las mediciones, se repitió el proceso de medición varias veces en galaxias con diferente S/N. De este modo, obtuvimos que los errores relativos típicos de la asimetría total es entre 4 %–15 %. En el panel de la derecha de la Figura 34 mostramos la distribución de la asimetría total, en unidades de km s^{-1} . En nuestra muestra, la asimetría total abarca un rango de valores desde $\sim -324 \text{ km s}^{-1}$ a $\sim -2092 \text{ km s}^{-1}$, con una mediana de -784 km s^{-1} y IQR de 430 km s^{-1} . La asimetría total de $[\text{OIII}]$ correlaciona con el FWHM de la componente central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$, con un coeficiente de correlación de Pearson = -0.45 y $p\text{-value} = 2.5 \times 10^{-6}$, reforzando la idea de que el “outflow” estaría afectando el medio por el cual se desplaza.

EMISIÓN DEL FE II

Además de su continuo particular, las galaxias NLS1 exhiben algunas características en emisión que merecen atención. Entre ellas se incluyen fuertes líneas de emisión permitidas del Fe II en el espectro óptico y ultravioleta, líneas asimétricas de $[\text{OIII}]$ y perfiles complejos de $\text{H}\beta$.

En la región del espectro entre 4000 y 5500 \AA se suele observar fuerte emisión debida a multipletes del Fe II en los espectros de NLS1. De acuerdo al termino

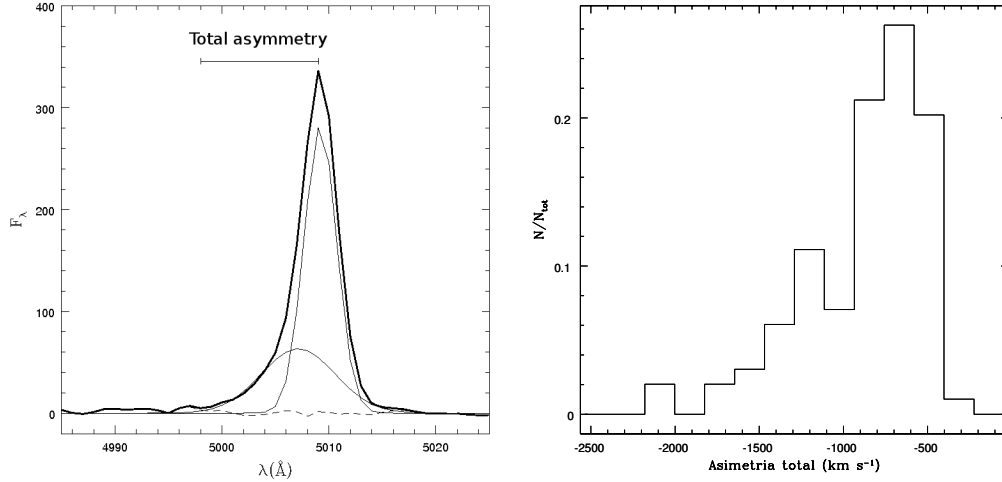


Figura 34: Izquierda: Esquema del ala azul de [OIII] λ 5007 parametrizada como Asimetría total, Derecha: Distribución de la asimetría total de [OIII].

bajo de sus transiciones, estos multipletes corresponden a los grupos P, F, S y G. El grupo P se superpone con H γ , principalmente en los multipletes 27 y 28. El grupo F domina la región entre 4400 y 4700 Å, con los multipletes 37 y 38. El grupo S (multipletes 41, 42 y 43) es el responsable por la emisión de Fe II que cubre la región de H β y [OIII] del espectro y por un poco de la emisión del Fe II entre 5150 y 5400 Å. Por último, las líneas del grupo G (multipletes 48 y 49) dominan la región más hacia el rojo, entre 5150 y 5400 Å.

La potencia relativa de los multipletes del Fe II se expresa convencionalmente como el cociente de Fe II a H β : $R_{4570} \equiv \text{Fe II } \lambda\lambda 4434 - 4684 / \text{H}\beta$, donde Fe II $\lambda\lambda 4434 - 4684$ denota el flujo de los multipletes del Fe II integrados sobre el rango de longitud de onda de 4434 – 4684 ÅÅ y H β se refiere al flujo total de H β (e.g., Cracco y col., 2016; Xu y col., 2012). Encontramos que R_{4570} abarca un rango entre 0.15 – 2, con mediana de 0.74 e IQR = 0.42. Este valor es mayor que el encontrado por Cracco y col., 2016 de $R_{4570} \sim 0.49$. Sin embargo nuestras mediciones son consistentes con las de Zhou y col., 2006a and Xu y col., 2007, 2012, quienes encuentran medianas de 0.82, 0.75 y 0.7 respectivamente.

De especial interés es la comparación entre R_{4570} con los vientos u “outflows” y con la intensidad de la línea [OIII] λ 5007. También exploramos si hay una conexión entre la emisión del Hierro y la forma e intensidad del continuo no-estelar (β , F_{PL}). En la Figura 35 (izquierda) mostramos la relación entre el corrimiento al azul de [OIII] respecto a H β contra R_{4570} . Estas dos cantidades parecen estar débilmente anti-correlacionadas, con $r = -0.33$ y $p\text{-value} = 0.0029$.

Por otro lado, no encontramos correlación entre R_{4570} y Δv_{asym} ($r = -0.11$ y $p\text{-value} = 0.35$). Tampoco encontramos correlación significativa con la asimetría total previamente definida, con un coeficiente de correlación de Pearson $r = -0.11$, $p\text{-value} = 0.32$. Si consideramos el FWHM de cada componente de la línea [OIII] por separado, tampoco encontramos correlación con R_{4570} , con valores de $r = 0.088$ y $p\text{-value} = 0.45$ para el FWHM de la componente asimétrica de [OIII] y $r = 0.022$ con $p\text{-value} = 0.85$ para el FWHM de la componente central de [OIII]. Es decir, no podemos encontrar una conexión entre la intensidad de la emisión del Hierro y la dinámica en la emisión de la línea [OIII].

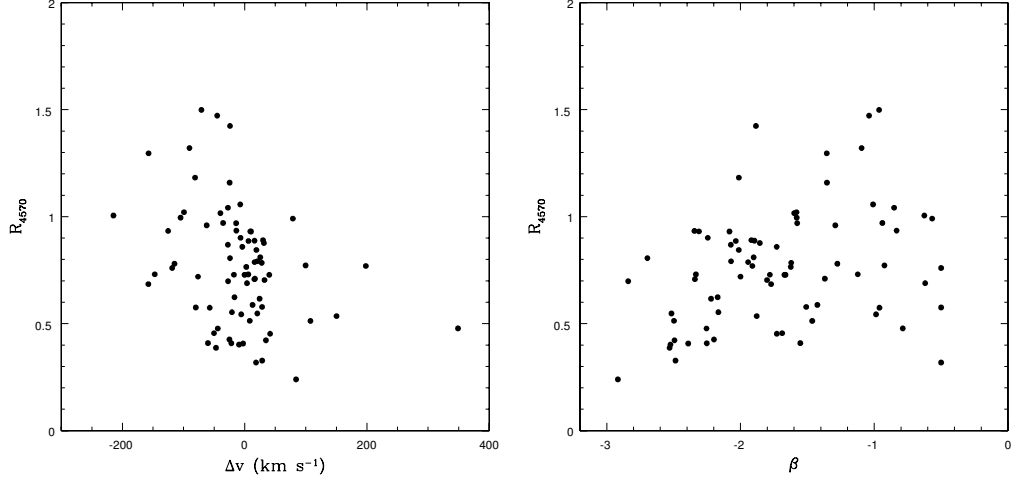


Figura 35: Izquierda: Relación entre el corrimiento al azul (Δv) y R_{4570} . Derecha: Relación entre la pendiente del continuo no-estelar y R_{4570} .

De igual manera, no parece haber correlación entre R_{4570} y las diferentes componentes de $H\beta$, con $r = -0.085$ y $p\text{-value} = 0.46$ para la componente ancha de $H\beta$ y $r = -0.0028$ y $p\text{-value} = 0.98$ para la componente angosta.

Por ultimo, no encontramos correlación entre F_{PL} y R_{4570} , con un coeficiente de Pearson $r = -0.17$ y $p\text{-value} = 0.095$. Mientras que una leve correlación puede verse entre la forma del continuo no-estelar (β) y R_{4570} , con $r = 0.32$, $p\text{-value} = 0.004$. Sin embargo, como notamos en la sección ?? para AGNs con mayor contribución del continuo no-estelar, la dispersión de valores de β es menor y esto apuntaría en el sentido de una menor correlación con el cociente R_{4570} (Cracco y col., 2016; Rodríguez-Ardila, Pastoriza y Donzelli, 2000).

LUMINOSIDADES

En esta sección estudiaremos las luminosidades de las distintas líneas de interés, originadas tanto en la BLR, como la componente ancha de $H\beta$ o la emisión del Fe II, como así también las originadas en la NLR, como $[OIII]\lambda 5007$ o la componente angosta de $H\beta$. La luminosidad de una determinada línea viene dada por:

$$L = 4\pi r^2 F_\lambda \quad (22)$$

Donde r es la distancia al objeto y F_λ es el flujo de energía emitido a una determinada longitud de onda, por segundo y por cm^2 . La distancia fue determinada a partir del redshift (z) provisto por la pipeline de SDSS, utilizando la ley de Hubble $v = H_0 d$.

El flujo F_λ es uno de los parámetros medidos en las líneas de emisión, como se menciona en la sección 3.7.

Como se vio previamente, las incertezas típicas en la medición de los flujos de las líneas son del orden del 15 % para $H\beta$ y del orden del 10 % para las líneas del $[OIII]$. En el caso del redshift obtenido de SDSS, el error es típicamente menor al 1 %, por lo que éste es despreciable frente al error en la medición del flujo. Teniendo en cuenta que:

$$\log(L) = \log(4\pi) + 2\log(r) + \log(F_\lambda) \quad (23)$$

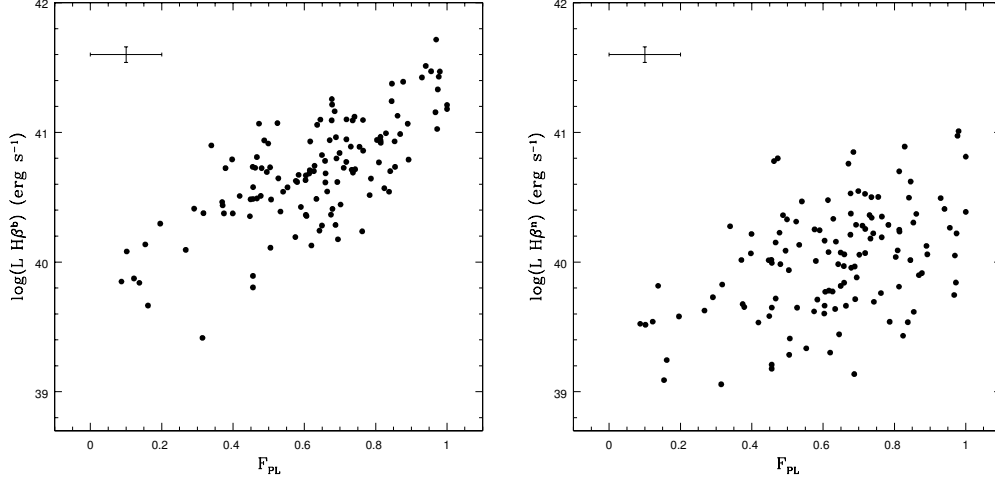


Figura 36: Fracción de contribución al espectro por la componente no-estelar versus la luminosidad de la componente ancha (panel de la izquierda) y angosta (panel de la derecha) de $H\beta$.

La propagación de errores para la luminosidad da como resultado un error del 15 % o de 0.06 dex para $H\beta$ y un error del 10 % o de 0.04 dex para las líneas del [OIII]. Es de tener en cuenta que en la estimación de los errores asumimos que los mismos vienen dados por la dispersión en la distribución de las mediciones, por lo que estas incertezas sólo conciernen al proceso de medición y son un límite inferior de los errores globales (por ejemplo, no hemos tenido en cuenta errores en el proceso de observación, calibraciones, etc).

Luminosidades de las componentes de $H\beta$

Estudiamos la relación entre la potencia del AGN, dada por F_{PL} , y la luminosidad de la línea de emisión de Balmer $H\beta$. Se encontró una correlación entre la luminosidad de la componente ancha de $H\beta^b$ y F_{PL} , con un coeficiente de correlación de Pearson $r=0.72$ y $p\text{-value}=1.6e-21$. En general, las galaxias con luminosidades menores, presentan los valores más bajos de F_{PL} (panel de la izquierda en la Figura 36). Se puede ver que las galaxias con luminosidades de la componente ancha de $H\beta$ menores que 10^{40} ergs s^{-1} presentan F_{PL} por debajo del 50 %, mientras que los objetos con $F_{PL} > 80\%$ tienen, en general, luminosidades mayores a 10^{41} ergs s^{-1} . Considerando la componente angosta de $H\beta$, se puede apreciar que sigue la misma tendencia pero con un coeficiente de correlación menor, $r=0.45$ y $p\text{-value}=9.5e-08$, (panel de la derecha en la Figura 36).

Trabajos previos, (e.g., Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001) afirman que existe una correlación entre la luminosidad nuclear y el ancho de la componente ancha las líneas de Balmer en emisión para BLAGNs, y que esta relación se mantiene para NLS1s. Para explorar esta posibilidad, en la Figura 37 (izquierda) mostramos la luminosidad contra el FWHM de la componente ancha de $H\beta$. Se encuentra una correlación débil pero significativa, con un coeficiente de Pearson $r=0.41$ $p\text{-value}=1.2e-06$. Este coeficiente es menor que el encontrado por Véron-Cetty, Vé-

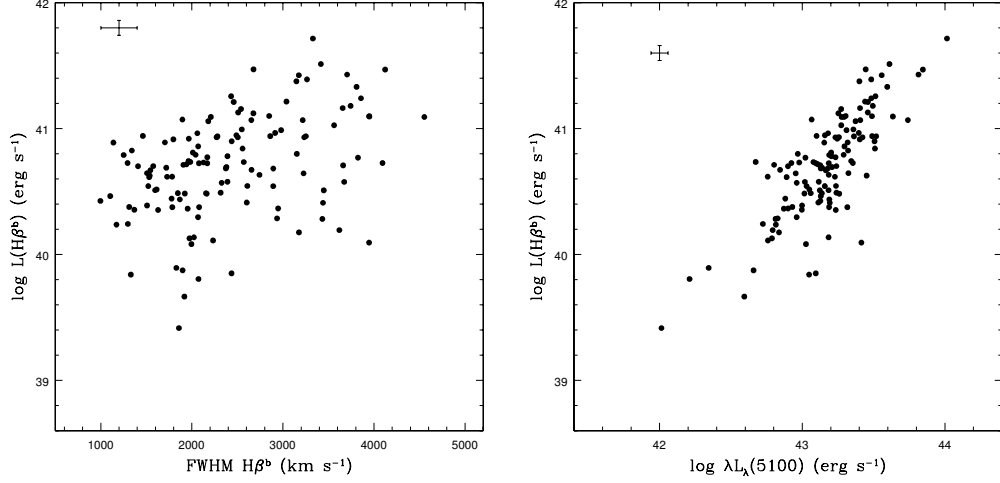


Figura 37: Luminosidad de la componente ancha de $H\beta$ contra FWHM de $H\beta^b$ (izquierda) y contra la luminosidad en el continuo en 5100 (derecha).

ron y Gonçalves, 2001 ($r=0.76$) posiblemente por el rango más acotado de luminosidades, pero se encuentra de acuerdo con el encontrado por Cracco y col., 2016 ($r=0.46$). En el panel de la derecha de la Figura 37 se presenta la relación entre $L(H\beta^b)$ y la luminosidad monocromática en 5100\AA , $\lambda L_\lambda(5100)$. Obtenemos una fuerte correlación entre ambas con $r=0.79$ y $p\text{-value}=1e-28$. Estas relaciones son de algún modo esperables, ya que la luminosidad de $H\beta^b$ es proporcional a la luminosidad del continuo, la cual a su vez depende de la masa del agujero negro (M_{BH}) y de la tasa de acreción, y la cinemática de la BLR se encuentra dominada por la M_{BH} .

LUMINOSIDADES DE LAS COMPONENTES DE $[OIII]$

En las secciones anteriores vimos algunas propiedades sobre la dinámica del gas y analizamos las luminosidades de la línea $H\beta$ componente a componente y cómo se relaciona ésta con la emisión nuclear. En esta sección se estudiará que relación hay entre la luminosidad de la línea de emisión $[OIII]\lambda 5007$ con la emisión del continuo no-estelar, como así también con la luminosidad de $H\beta$ y con los “outflows”. Comenzaremos revisando la relación entre las luminosidades de $[OIII]$ y $H\beta$ componente a componente, esto se presenta en la Figura 38. No encontramos fuertes correlaciones en ningún caso siendo los coeficientes de correlación de Pearson entre $L(H\beta^b)$ y $L[OIII]^{ac}$, $L[OIII]^{cc}$ y la luminosidad total de $[OIII]$: $r=0.31$, $p\text{-value}=0.002$; $r=0.35$, $p\text{-value}=5.3e-05$ y $r=0.43$, $p\text{-value}=3.9e-07$ respectivamente. En el caso de la luminosidad de la componente angosta de $H\beta$ contra $L[OIII]^{ac}$, $L[OIII]^{cc}$ y $L[OIII]$ los valores de correlación obtenidos fueron: $r=0.21$, $p\text{-value}=0.041$; $r=0.2$, $p\text{-value}=0.023$ y $r=0.31$, $p\text{-value}=0.00036$ respectivamente.

obtuvimos una clara anti-correlación entre R_{4570} y el ancho equivalente de $[OIII]\lambda 5007$, el llamado Eigenvector 1 (Boroson y Green, 1992). También obtuvimos anti-correlaciones entre R_{4570} y EW de la componente central y asimétrica de $[OIII]$ (Figura 39). Este resultado está de acuerdo con lo encontrado por Cracco y col., 2016, lo que indica que el EV1 también aplica en nuestra muestra. Las correlaciones para las componentes total, central y asimétrica son:

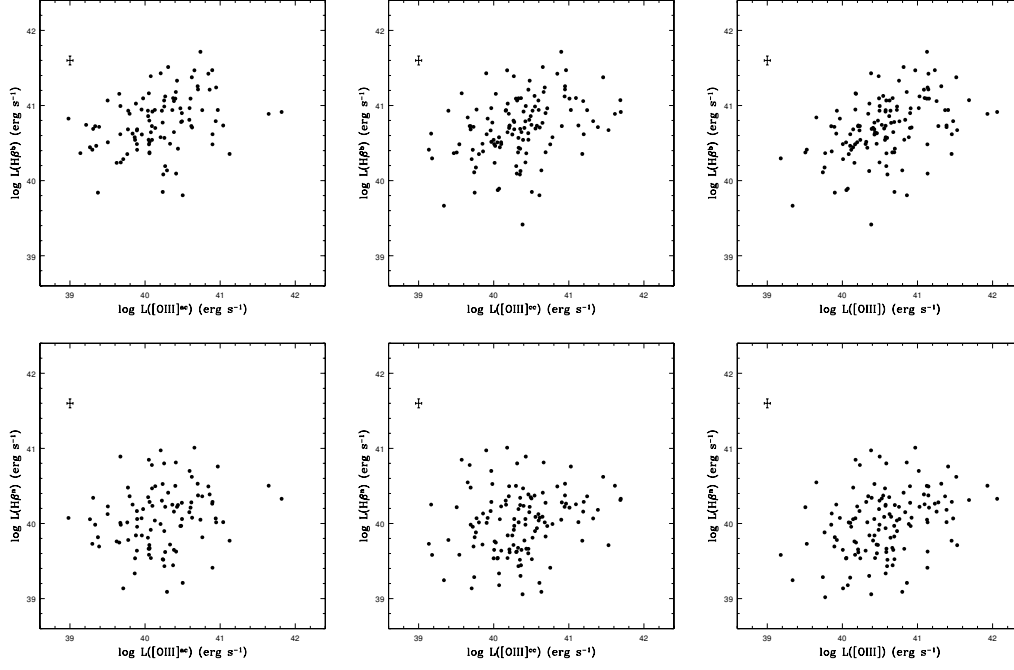


Figura 38: Luminosidad de la componente ancha (fila superior) y angosta (fila inferior) de H β contra la luminosidad de la componente asimétrica (izquierda), central (medio) y total (derecha) de [OIII] λ 5007.

Por otro lado y también relacionado con el EV 1, obtenemos una bien definida anti-correlación entre R_{4570} y la luminosidad de la línea total de [OIII] λ 5007 ($r=-0.64$ y $p\text{-value}=1.9e-12$, Figura 40).

DISCUSIÓN

Como vimos al comienzo del capítulo, la componente ancha de H β alcanza un rango de velocidades que llega hasta los $\sim 4000 \text{ km s}^{-1}$, y de acuerdo a la definición de NLS1 de Osterbrock y Pogge, 1985, estas galaxias deberían tener FWHM H β $< 2000 \text{ km s}^{-1}$. Esta discrepancia en los valores de velocidad encontrados se pueden explicar por la diferencia en los perfiles de líneas asumidos en el proceso de medición. Zhou y col., 2006a ajustaron las líneas de emisión H α y H β con a lo sumo dos perfiles para representar la NLR y la BLR, tomando un perfil Lorentziano para ajustar la componente ancha, mientras que en nuestro trabajo utilizamos el enfoque de multiples Gaussianas para ajustar las diferentes componentes cinemáticas en el perfil de la línea H β . Dietrich, Crenshaw y Kraemer, 2005, estudiando una muestra de 12 galaxias NLS1, encontraron que el perfil de H β se describe mejor utilizando dos perfiles Gaussianos que con perfiles Lorentzianos. De manera similar, Netzer y Trakhtenbrot, 2007 utilizaron dos Gaussianas para ajustar el perfil de H β , mientras que Mullaney y Ward, 2008; Zhang y col., 2011 y Schmidt y col., 2016b aplicaron un ajuste permitiendo múltiples Gaussianas. El hecho de aplicar un ajuste con múltiples componentes se puede justificar asumiendo que la BLR está formada por dos regiones cinemáticamente diferentes, ubicadas a diferentes distancias del motor central, que se podrían denominar región de líneas intermedias y región de líneas anchas (e.g., Kovačević, Popović y Dimitrijević, 2010;

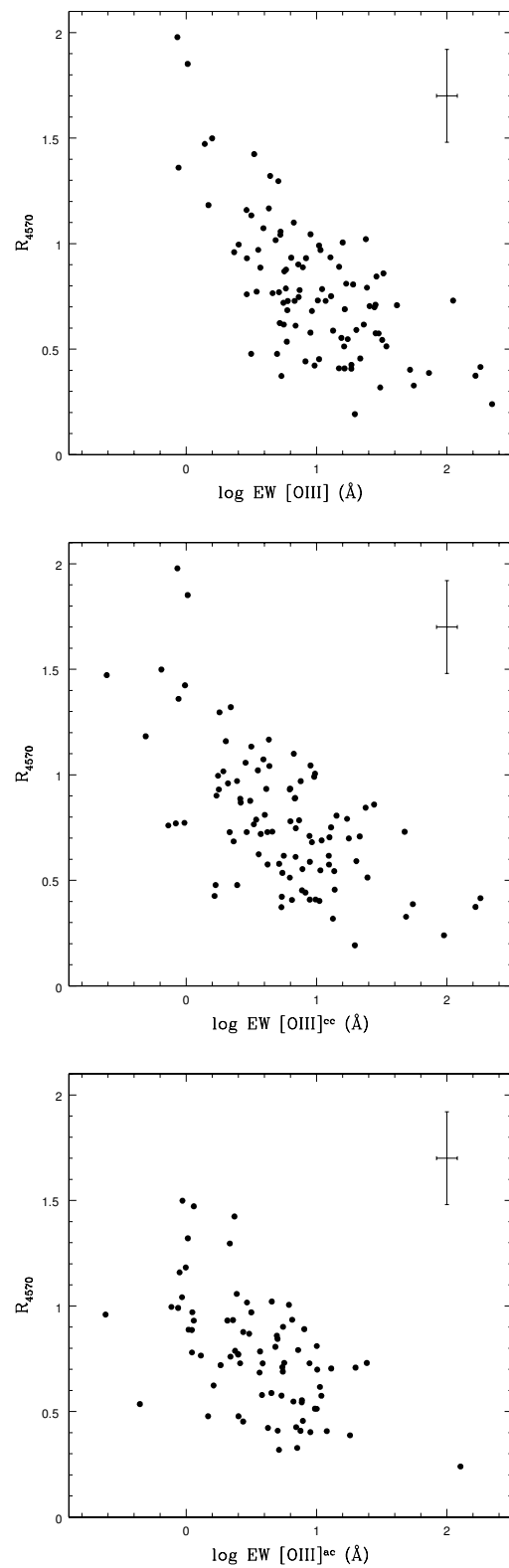


Figura 39: Cociente R_{4570} contra el logaritmo del ancho equivalente de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ total, componente central (cc) y componente asimétrica.

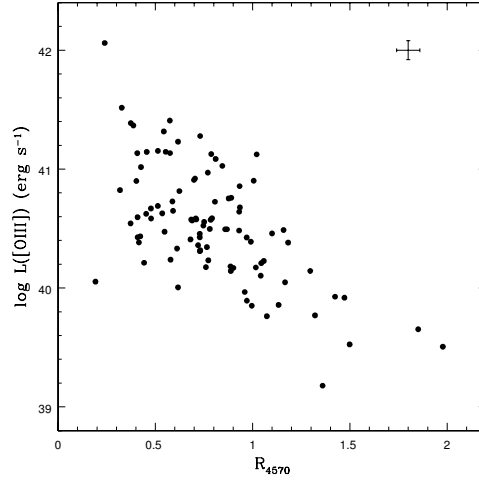


Figura 40: Luminosidad total de la línea de emisión [OIII] λ 5007 contra el cociente R_{4570} .

Schmidt y col., 2016b). Por lo tanto, un enfoque de múltiples Gaussianas podría sugerir que la BLR está constituida por un continuo de diferentes regiones emisoras.

Por otro lado, en su clasificación de galaxias NLS1 Zhou y col., 2006a no tuvieron en cuenta el segundo criterio de definición de Osterbrock y Pogge, 1985 acerca del cociente $[OIII]/H\beta < 3$, ya que asumían que al detectar una componente ancha en los perfiles de emisión se puede aseverar que no se trata de galaxias Seyfert 2. La distribución del cociente $[OIII]/H\beta$ se presenta en la Figura 41 (izquierda) donde tenemos que la misma alcanza un rango de valores que va desde 0.04 a 11.13 y una mediana de 0.4 con IQR de 0.75. Si bien la mayoría de los objetos caen dentro del límite de la definición (marcada con línea punteada en la figura), 14 objetos se encontrarían fuera del mismo. Por consiguiente, revisamos cómo influye este cociente en el FWHM de $H\beta$ (Figura 41, derecha), aplicando un test K-S a dos poblaciones separando en $[OIII]/H\beta$ mayor y menor a 3, y encontramos una probabilidad mayor a 95 % de que las dos poblaciones sean diferentes, lo que nos lleva a concluir que los 14 objetos mencionados son en realidad espurios.

Una característica particular (aunque no definitoria) de las NLS1, es su fuerte emisión de Fe II. Los valores mayores de R_{4570} se encuentran en objetos con $FWHM(H\beta) < 4000 \text{ km s}^{-1}$ (Shen y Ho, 2014). Sin embargo, no todas las galaxias NLS1 son fuertes emisoras de Fe II, sino que el rango de valores que alcanzan es mayor en estos objetos, por lo que no se lo puede tomar como una propiedad distintiva de estos AGNs. Comparamos los valores de R_{4570} encontrados por Zhou y col., 2006a con los nuestros, encontrando un gran acuerdo, con un coeficiente de correlación de Pearson $r=0.75$ y $p\text{-value}=1.2e-18$ (Figura 42).

Estudiando la presencia de vientos en una muestra espectroscópica de ~ 600000 galaxias locales, Concas y col., 2017 encuentran que en galaxias “star forming”, el gas interestelar, trazado por la línea [OIII] λ 5007, nunca parece estar como un viento saliente. En esas galaxias, el perfil de la línea [OIII] se ajusta perfectamente con una sola Gaussiana, sin la necesidad de una segunda componente. Ellos afirman que la necesidad de una segunda componente Gaussiana, más ancha, aumenta con

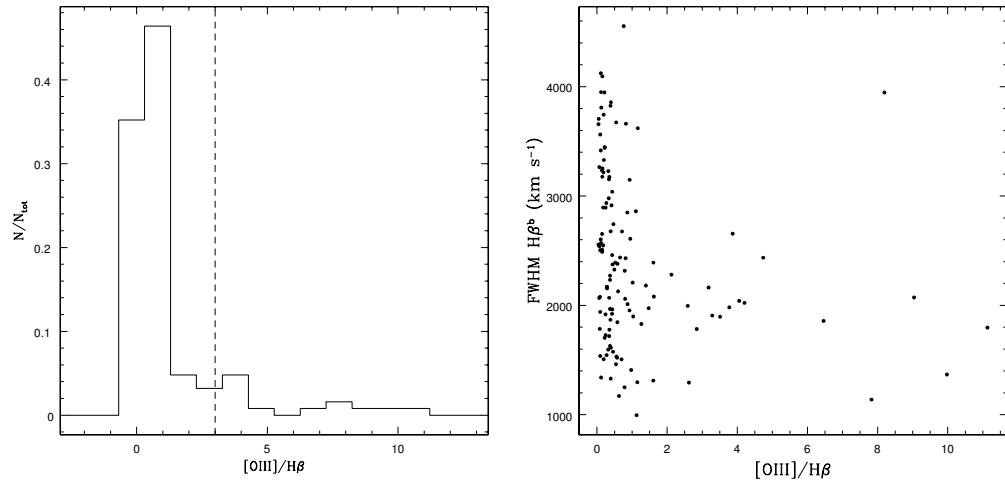


Figura 41: Izquierda: Cociente entre el flujo total de las líneas $[OIII]\lambda 5007$ y $H\beta$. Derecha: FWHM de la componente ancha de $H\beta$ versus el cociente de flujos $[OIII]/H\beta$.

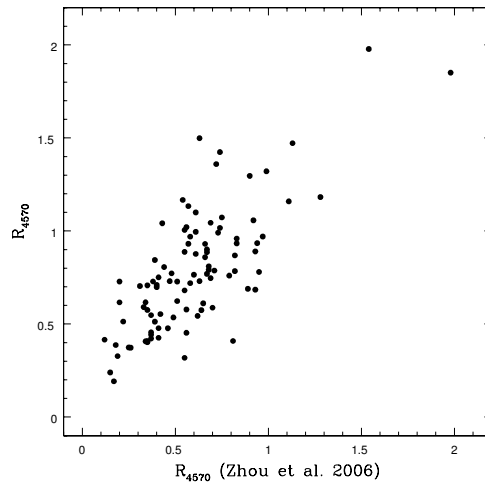


Figura 42: Comparación entre los valores encontrados para R_{4570} por Zhou y col., 2006b y los medidos en este trabajo, para los mismos objetos.

una clara tendencia asociada al aumento de la contribución del AGN al espectro observado. En este escenario, las alas azules fueron encontradas en 73 % de los casos de una muestra de galaxias Seyfert de tipos intermedios y en 68 % en una muestra de galaxias Seyfert 2 (Vaona y col., 2012). Woo y col., 2016 estudiaron los “outflows” en una muestra de AGNs de tipo 2 y encontraron que el 43 % de las galaxias presentan vientos. Estos porcentajes decrecientes, yendo de AGNs de tipo 1 a tipo 2, están de acuerdo con los resultados de Concas y col., 2017. Esto se encuentra en conformidad con el hecho de que perfiles asimétricos son usualmente detectados en QSOs, galaxias Seyfert y en particular son muy comunes en NLS1 (e.g., Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001; Xiao y col., 2011). En una muestra de 296 NLS1, Cracco y col., 2016 encuentran que el 94 % de las galaxias exhiben perfiles asimétricos en la línea de emisión [OIII].

En nuestra muestra de 131 galaxias NLS1, las dos componentes del perfil de emisión de [OIII] λ 5007 muestran diferentes anchos, con velocidades entre ~ 70 y 500 km s^{-1} para la componente central, y de entre ~ 170 y 1600 km s^{-1} para la componente asimétrica. Esto se puede intepretar como dos regiones cinemáticamente distintas, en acuerdo con algunos autores e.g., Bian, Yuan y Zhao, 2005; Holt, Tadhunter y Morganti, 2003. El rango de velocidades de la componente asimétrica presenta valores entre los de la componente central y los de la BLR (ver sección 5.1). Si asumimos que el cuadrado del FWHM del gas disminuye con la distancia al centro (e.g., Schmidt y col., 2016b), uno podría esperar que la componente asimétrica sea originada en las partes más internas de la NLR, entre la región de emisión de la componente central de [OIII] λ 5007 y la BLR (por definición, la región de emisión de la componente ancha de $H\beta$). Esto indicaría que la cinemática del gas en las zonas más internas de la NLR es más turbulenta comparada con las regiones de emisión más externas, en concordancia con Bian, Yuan y Zhao, 2005; Véron-Cetty, Véron y Gonçalves, 2001. De manera relacionada, Cracco y col., 2016 sugieren que la asimetría es probablemente causada por la presencia de gas saliente de las regiones internas del núcleo activo, el cual interactúa con el medio circundante, transfiriéndole energía cinética y reduciendo el ancho equivalente de la línea [OIII] a medida que aumenta su velocidad. Esto se encuentra de acuerdo con los resultados de Ludwig y col., 2012, quienes encuentran que el corrimiento del ala azul correlaciona con el ancho equivalente de la emisión de [OIII].

De manera similar, se ha propuesto que el corrimiento al azul de [OIII] es el resultado de un gas saliente de las regiones centrales (Zamanov y col., 2002). Este gas saliente sería originado en la región interna de la NLR y estaría posiblemente relacionado al viento del núcleo (Elvis, 2000). En este escenario, el corrimiento al azul y el ala azul, se originarían en la misma región. Además de la emisión de [OIII], hay líneas de emisión de alta ionización emitidas en la NLR que también presentan corrimientos, como por ejemplo [Fe VII] (Cracco y col., 2016; Rodríguez-Ardila y col., 2006), [Ne III] y [Ne V] (Spoon y Holt, 2009) y [Fe VII], [Fe X] y [Fe XI] (Komossa y col., 2008; Rodríguez-Ardila y col., 2006). Incluso se han encontrado corrimientos al azul en la línea de alta ionización C IV λ 1549, la cual se emite en la BLR (e.g., Kovačević y col., 2007; Sulentic y col., 2007). En este escenario y considerando que a mayor potencial de ionización la línea se origina en las regiones más internas, el “outflow” se estaría moviendo a través de un medio estratificado, ionizado por el motor central (e.g., Cracco y col., 2016).

POTENCIAL CENTRAL

Como ya mencionamos en capítulos previos, las galaxias NLS1 fueron definidas a partir de sus características espectrales en el óptico: ancho a mitad de altura (FWHM) de $H\beta \leq 2000 \text{ km s}^{-1}$, cociente de $[OIII]\lambda 5007/H\beta \leq 3$ (el cual distingue entre Seyfert 1 y Seyfert 2), y fuerte emisión de multipletes del Fe II. De acuerdo al modelo unificado estándar para galaxias Seyfert, las líneas anchas (permitidas) y angostas (permitidas y prohibidas) se emiten en las regiones de líneas anchas y angostas respectivamente (BLR y NLR por sus siglas en inglés). Por definición, las galaxias NLS1 tienen algunas características cinemáticas de Seyfert 1 aunque aparentemente tienen menores BLRs. Por consiguiente, para las NLS1 se han obtenido los agujeros negros menos (super)masivos asociados a las tasas de acreción más altas, sugiriendo que podrían encontrarse en las etapas más tempranas de evolución del AGN (Wang y Zhang, 2007).

La conocida relación de escala entre las masas de los agujeros negros centrales y la dispersión de velocidades estelares de la galaxia huésped ($M_{BH} - \sigma_*$), podría indicar una co-evolución del agujero negro y la galaxia (Ferrarese y Merritt, 2000; Kormendy y Ho, 2013). Para las galaxias NLS1, esta relación ha sido estudiada por muchos autores con resultados diversos. Mientras que las galaxias normales y AGNs presentan pendientes similares en esta relación, las galaxias NLS1 parecen desviarse de la misma en el sentido en que deberían tener masas de agujeros negros centrales menores, para una dada dispersión de velocidades estelares (Mathur y Grupe, 2005a). Al contrario, otros autores afirman que las galaxias NLS1 *siguen* la relación $M_{BH} - \sigma_*$ (Komossa y Xu, 2007). Esta diferencia en los resultados se puede deber a veces a la dificultad para medir de manera directa la dispersión de velocidades estelares en AGNs. Para sortear esto, se pueden usar algunas líneas de emisión como el $[OIII]\lambda 5007$ o $[SIII]\lambda 9069$ como sustituto de σ_* (Nelson y Whittle, 1996; Vega y col., 2009).

En este capítulo estudiaremos las masas de los agujeros negros centrales y re-examinaremos la relación $M - \sigma_*$ para las galaxias NLS1, midiendo σ_* de manera directa a través de las líneas de absorción del triplete del Ca II y con el resultado obtenido a partir de la síntesis espectral por medio de templates de poblaciones estelares. Además, probaremos el uso de la componente central de la línea de emisión $[OIII]\lambda 5007$, en reemplazo de la dispersión de velocidades estelares.

MASAS DE AGUJEROS NEGROS

Los agujeros negros supermasivos son un tema de crucial interés en el estudio de AGNs. Determinar sus propiedades lleva a la comprensión de varios mecanismos involucrados en las regiones más internas de las galaxias activas. Varias líneas de evidencia sugieren que las galaxias NLS1 tienen pequeñas masas de agujeros negros (M_{BH}), como así también altas tasas de acreción (e.g., Mathur, Kuraszkiewicz,

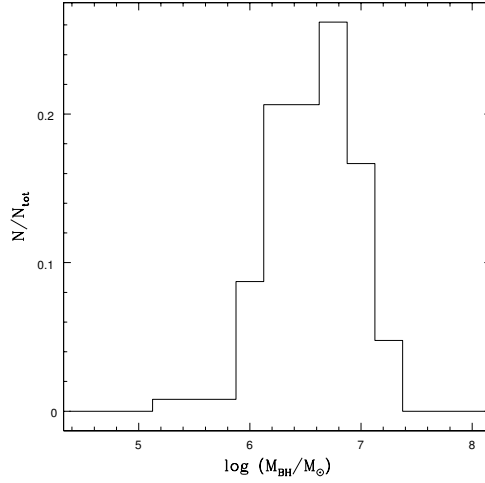


Figura 43: Distribución de masas de agujeros negros centrales.

wicz y Czerny, 2001; Nikolajuk, Czerny y Gurynowicz, 2009; Woo y col., 2015). De acuerdo a Greene y Ho, 2005b, M_{BH} se puede estimar a partir de:

$$M_{\text{BH}} = 3.26 \times 10^6 \left(\frac{L_{\text{H}\beta}}{10^{42} \text{ergs}^{-1}} \right)^{0.56} \left(\frac{\text{FWHM}_{\text{H}\beta}}{10^3 \text{km s}^{-1}} \right)^2 M_{\odot} \quad (24)$$

Esta relación es muy útil ya que involucra la luminosidad y FWHM de la misma línea de Balmer en emisión, la cual es fácilmente detectable aún para AGNs distantes. Determinamos M_{BH} para las galaxias de la muestra utilizando la Ecuación 24 tomando la componente ancha de H β , luego de haberla corregido por la resolución instrumental. Dado que los errores en la medición de la luminosidad y FWHM son típicamente de 15 % y 10 % respectivamente, por propagación de errores obtenemos una incerteza de ~ 0.1 dex para la M_{BH} . Sin embargo, este es un límite inferior dado que no tiene en cuenta errores en la calibración o la dispersión en las correlaciones utilizadas. Vestergaard, 2004 obtuvo que las masas de agujeros negros determinadas a partir de cinemática del gas y estrellas son precisas dentro de un factor 2, lo que significa un error de 0.3 dex. Otros autores como Grupe y Mathur, 2004; Komossa y Xu, 2007, asumen de manera conservadora un error de 0.5 dex. En nuestra muestra, casi todas las galaxias tienen M_{BH} en el rango $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 5.6 - 7.5$ (ver Figura 43), con un valor medio $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot}) = 6.5 \pm 0.4$ y mediana de 6.5 con IQR = 0.6. Estos valores se encuentran de acuerdo con resultados previos (e.g., Cracco y col., 2016; Grupe y Mathur, 2004; Komossa y Xu, 2007; Schmidt y col., 2016a; Zhou y col., 2006a).

Ha sido largamente demostrado que M_{BH} se encuentra estrechamente correlacionada con la dispersión de velocidades de las estrellas del bulge en galaxias normales, σ_* (Ferrarese y Merritt, 2000; Gebhardt y col., 2000). Nelson y col., 2004 midieron la dispersión de velocidades estelares en 14 galaxias Seyfert 1 cuyas M_{BH} fueron determinadas usando mapeos de reverberación y mostraron que las galaxias Seyfert siguen la misma relación $M_{\text{BH}} - \sigma_*$ que las galaxias normales (no activas).

Como se mencionó, diferentes estudios tienen resultados contradictorios sobre la ubicación de las galaxias NLS1 en la relación $M_{\text{BH}} - \sigma_*$. Por ejemplo, Bian y Zhao, 2004b; Grupe y Mathur, 2004; Mathur y Grupe, 2005b; Mathur, Kuraszkiewicz

y Czerny, 2001; Zhou y col., 2006b encuentran que las galaxias NLS1 no siguen la relación, mientras que Botte y col., 2005; Komossa y Xu, 2007; Wang y Lu, 2001 encuentran que sí la siguen.

Uno de los objetivos de este trabajo es re-examinar esta relación, utilizando diferentes parámetros para estimar σ_* . Es importante recordar que en el espectro de AGNs las líneas estelares se encuentran usualmente diluídas por el fuerte continuo no-estelar, y las galaxias NLS1 no son la excepción. Sin embargo, algunas características espectrales en absorción son evidentes en sus espectros. Podemos detectar algunas líneas estelares como el doblete Ca H + K, Mg y el triplete del Calcio (CaT en 8498Å, 8542Å y 8662Å).

En primer lugar, obtuvimos un estimativo para σ_* a partir de la técnica de síntesis espectral. Recordemos que el código STARLIGHT realiza un ajuste sobre todas las características estelares y provee el parametro V_d , que es el ensanchamiento medio que se le aplicó al modelo que mejor ajusta los datos (ver 3.4). Para obtener σ_* debemos corregir este valor teniendo en cuenta la resolución instrumental y de la base espectral:

$$\sigma_*^2 = V_d^2 - \sigma_{\text{inst}}^2 + \sigma_{\text{base}}^2 \quad (25)$$

donde para σ_{inst} adoptamos la resolución espectral dada por SDSS de $\sim 68 \text{ km s}^{-1}$ en las longitudes de onda cercanas a $\lambda = 5000 \text{ Å}$, y para la base espectral (extraída de Bruzual y Charlot, 2003b) $\sigma_{\text{base}} \sim 76 \text{ km s}^{-1}$ a la misma longitud de onda.

Por otro lado, obtuvimos σ_* a partir del triplete del Calcio. Como ya mencionáramos en la sección 3.7, la cinemática estelar se obtuvo utilizando el método de Penalized Pixel-Fitting (pPXF). Aplicamos el software desarrollado por Cappellari, 2017 para ajustar la cinemática del CaT, utilizando la librería estelar MILES (Vazdekis y col., 2016), en el rango espectral 8350 – 9020 Å con una resolución en FWHM de 1.5 Å ($\sim 50 \text{ km s}^{-1}$). En la Figura 44 se muestra un ejemplo de ajuste por este método. Si bien la región entre 7500Å y 9000Å se encuentra afectada por contaminación del cielo, los residuos del espectro de SDSS son similares en este rango a los de la vecindad de Ca H+K. Además, la contribución del continuo no-estelar es menor en la parte roja del espectro, por lo que las líneas del CaT estarán menos diluídas que las líneas de absorción en la región azul. En este escenario, Greene y Ho, 2006 argumentan que las líneas del CaT proveen las mediciones más confiables de σ_* en AGNs.

Finalmente, el ancho de la línea de emisión [OIII]λ5007 es utilizado a menudo en vez de la dispersión de velocidades estelares, debido a la dificultad para observar esta última de manera directa. Según Komossa y Xu, 2007, el ancho de la línea [OIII]λ5007 es un buen sustituto de la dispersión de velocidades estelares, si solo se considera la componente central de la línea (lo mismo se mantiene para la línea en el NIR [SIII]λ9069; Vega y col., 2009). Es por esto que en este trabajo $\sigma_{[\text{OIII}]}$ se refiere a la dispersión de velocidades de la componente central de [OIII]λ5007.

En la Figura 45 se puede ver dónde se ubican las galaxias NLS1 de nuestra muestra en el plano $M_{\text{BH}} - \sigma_*$, con σ_* obtenido a partir de los diferentes métodos

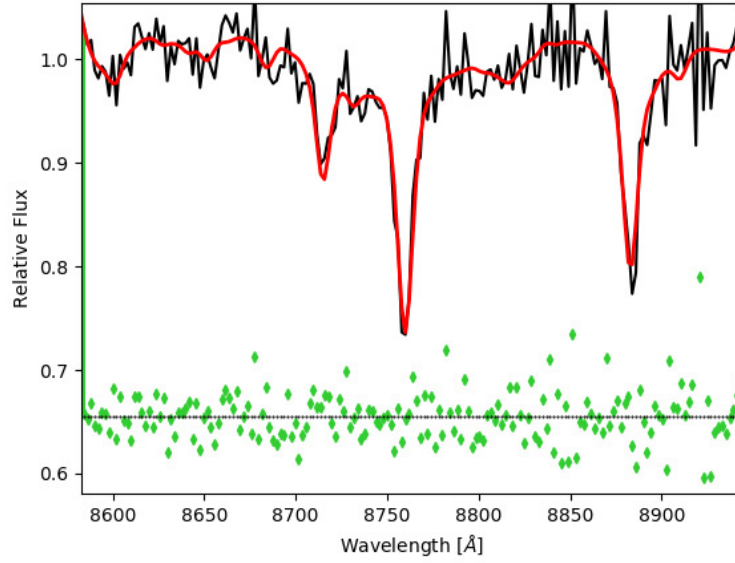


Figura 44: Ejemplo de espectro ajustado con pPXF, en la región del CaT. En negro se muestra el espectro observado, en rojo el ajuste y en verde los residuos. El flujo se encuentra en unidades arbitrarias.

previamente mencionados. Sólo se consideraron aquellas galaxias que presentan en su espectro la componente ancha de $H\beta$, al menos una línea en absorción del CaT (8542 Å) y la componente central de $[OIII]\lambda 5007$. En nuestra muestra, 67 objetos cumplen las tres condiciones simultáneamente. En los tres paneles se encuentra en línea sólida la relación $M_{BH} - \sigma_*$ para galaxias normales, como fuera parametrizada por Tremaine y col., 2002,

$$\log \left(\frac{M_{BH}}{M_{\odot}} \right) = (8,13 \pm 0,06) + (4,02 \pm 0,32) \log \left(\frac{\sigma_*}{200 \text{ km s}^{-1}} \right) \quad (26)$$

Se puede ver que las galaxias siguen la relación $M_{BH} - \sigma_*$ en los tres casos estudiados.

Comparamos las M_{BH} de nuestra muestra, con la F_{PL} y encontramos una correlación interesante entre ellas, con un coeficiente de Pearson de $r = 0.59$ y $p\text{-value} = 1.7 \times 10^{-13}$. En la Figura 46 se puede ver que, en general, los objetos con menores M_{BH} presentan los menores valores de F_{PL} . Galaxias con masas de agujeros negros $M_{BH} > 10^7 M_{\odot}$ tienen $F_{PL} > 50\%$. De esta manera, podemos decir que la potencia del AGN se encuentra relacionada con la masa del agujero negro. A mayores M_{BH} , la contribución del continuo no-estelar al flujo observado aumenta.

TASAS DE ACRECIÓN

La acreción de masa dentro del agujero negro supermasivo es el mecanismo que acciona el AGN (Salpeter 1964; Lynden-Bell 1969; Rees 1984). Hay dos parámetros libres que describen el mecanismo de acreción. El primero es la eficiencia de acreción radiativa ϵ que representa la fracción de masa acretada que se

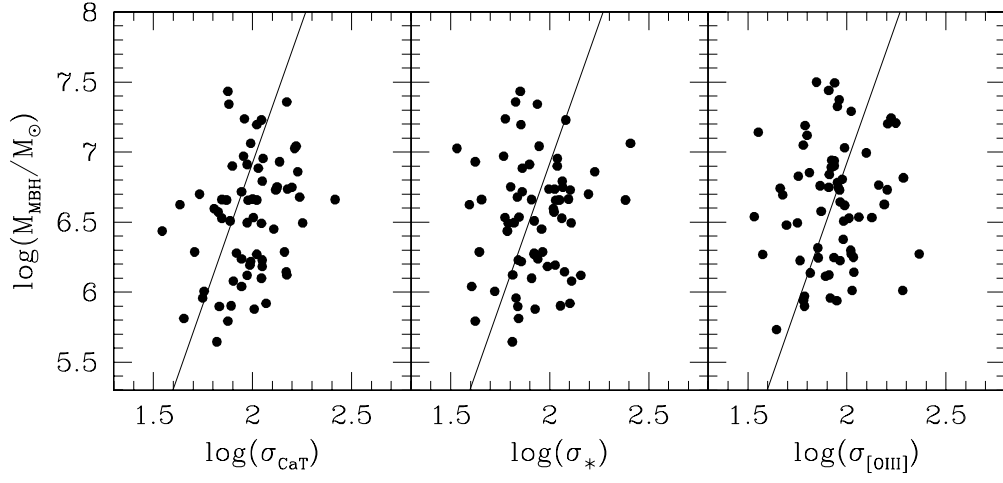


Figura 45: Relación entre la masa de agujero negro y la dispersión de velocidades estelares medida por el triplete del Calcio (σ_{CaT}), σ_* obtenida a partir de STARLIGHT y $\sigma_{[\text{OIII}]}$ de la componente central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$. La línea sólida representa la relación de Tremaine y col., 2002 para galaxias normales.

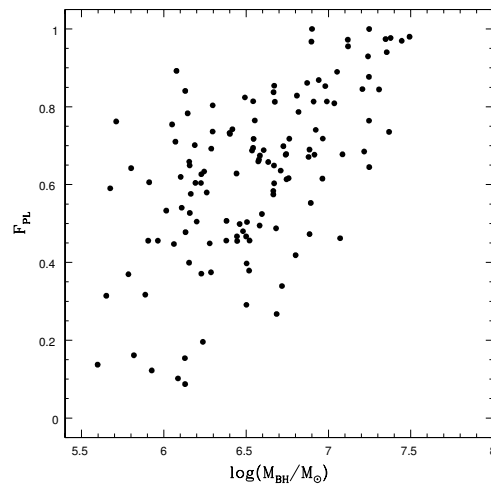


Figura 46: Fracción de componente no-estelar versus masa del agujero negro.

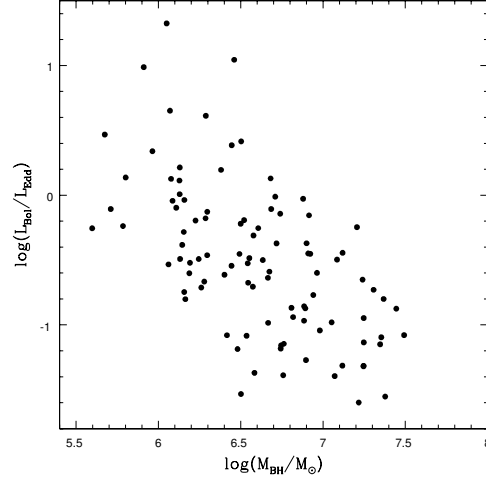


Figura 47: Cociente de Eddington versus masa del agujero negro.

irradia, lo cual establece la relación entre la luminosidad bolométrica y la tasa de crecimiento del agujero negro. El segundo es el cociente de Eddington que relaciona la luminosidad bolométrica con la luminosidad de Eddington $L_{\text{Edd}} = 1.26 \times 10^{38} M_{\text{BH}}/M_{\odot} \text{ ergs}^{-1}$. Calculamos el cociente de Eddington entre la luminosidad bolométrica (L_{bol}) y L_{Edd} , considerando $L_{\text{bol}} \sim 3500 \times L_{[\text{OIII}]}$ (Heckman y col., 2004). Asumiendo que la incerteza en el cociente de Eddington viene dado por el error en la luminosidad de [OIII] y el error en la estimación de las masas de los agujeros negros, esto resulta en un límite inferior para el error en el cociente de Eddington de ~ 0.5 dex.

Como era de esperarse, las luminosidades de algunos objetos en nuestra muestra se encuentran por encima del límite de Eddington, en concordancia con resultados previos (e.g., Bian y Zhao, 2004a; Cracco y col., 2016; Xu y col., 2007). También puede verse en la Figura 47 una anti-correlación entre el cociente de Eddington y M_{BH} ($r = -0.59$ con $p\text{-value} = 1.1 \times 10^{-10}$), indicando que los agujeros negros con masas más pequeñas están creciendo más rápido que aquéllos más masivos.

En nuestra muestra encontramos que 18 objetos tienen luminosidades mayores a la de Eddington (cociente de Eddington > 1), por lo tanto, una posible explicación para los “outflows” es la fuerte presión de radiación que puede acelerar el gas en la NLR en estas AGNs (greene & Ho 2005). Para nuestros objetos encontramos una leve tendencia entre el parámetro Δv_{asym} (definido como la diferencia de velocidades entre el centroide de $[\text{OIII}]_{\text{ac}}$ y $[\text{OIII}]_{\text{cc}}$) y el cociente de Eddington ($r = 0.25$ $p\text{-value} = 0.012$, Figura 48 izquierda). Este resultado sugiere que los vientos más fuertes se observarían en objetos con mayores cocientes de Eddington, en concordancia con lo encontrado por Cracco y col., 2016.

A partir de una muestra de ~ 10000 AGNs de tipo 1 a $z < 0.75$, Netzer y Trakhtenbrot, 2007 encontraron una correlación entre R_{4570} y el cociente de Eddington. En ese trabajo, ellos sugieren que dado que la metalicidad de la BLR parece depender de la tasa de acreción, R_{4570} estaría afectada por la abundancia del Fe. En la Figura 48 (derecha), se presenta la relación entre R_{4570} y el cociente de Eddington para nuestra muestra. Las dos cantidades parecen seguir una clara correlación con un coeficiente de Pearson $r = -0.51$ y $p\text{-value} = 1.9 \times 10^{-7}$.

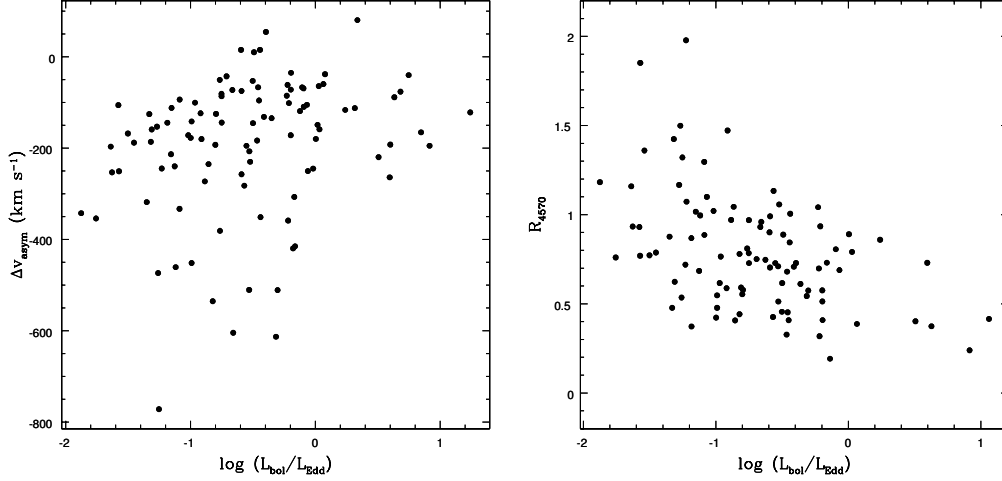


Figura 48

EFECTOS DE APERTURA

Como se mencionó en la sección 3.1, la fibra del SDSS abarca 3 arcsec. de distancia proyectada en el cielo, es decir, ~ 4.2 Kpc. en el redshift medio $z = 0.074$. Surge así la cuestión en el uso de dispersiones de velocidades de espectros del SDSS de que, si en vez de medir la dispersión de velocidades del bulge en un radio definido, una fracción de luz proveniente del disco, puede estar incluida en las mediciones. La dispersión de velocidades del gas nuclear, como la estelar, pueden variar con la distancia al centro de cada galaxia. Por lo tanto, debemos examinar hasta qué punto importa la contaminación por luz fuera del núcleo.

En el caso del gas, se espera que la mayoría de la emisión provenga de la NLR a escalas por debajo del kiloparsec. Las regiones de formación estelar son las que contaminarían la emisión más fuertemente, pero si la emisión debido a formación estelar fuera importante, el espectro se asemejaría más a las regiones HII u objetos de transición, que a auténticos AGNs. Podemos usar la relación entre el radio de la NLR (R_{NLR}) y la luminosidad del AGN para estimar el radio típico que domina la emisión del gas. Schmitt y col., 2003 utilizando una muestra de 60 galaxias Seyfert de ambos tipos, con imágenes del Hubble Space Telescope, encontraron la relación:

$$\log R_{\text{NLR}} = (0,33 \pm 0,04) \log L_{[\text{OIII}]} - (10,78 \pm 1,80) \quad (27)$$

con R_{NLR} en unidades de parsec y L_{OIII} en unidades de erg s^{-1} . En la Figura 49 se presentan las distribuciones de L_{OIII} y R_{NLR} obtenidas para nuestros objetos estudiados. El rango en tamaño físico para las galaxias de nuestra muestra es $\sim 0.15 - 1.6$ Kpc. A $z = 0.1$ esto significa una variación en tamaño angular entre $0''.08$ y $0''.9$, bien por debajo de la apertura del SDSS. Por lo tanto, esperamos que la variación radial en la dispersión de velocidades del gas sea despreciable.

Pasamos ahora a la distribución de luminosidad de luz estelar dentro de la apertura. A diferencia del gas, las estrellas están distribuidas a lo largo de la apertura y la dispersión de velocidades medida puede diferir substancialmente de σ_* a R_e (radio efectivo en h_{70}^{-1} Kpc).

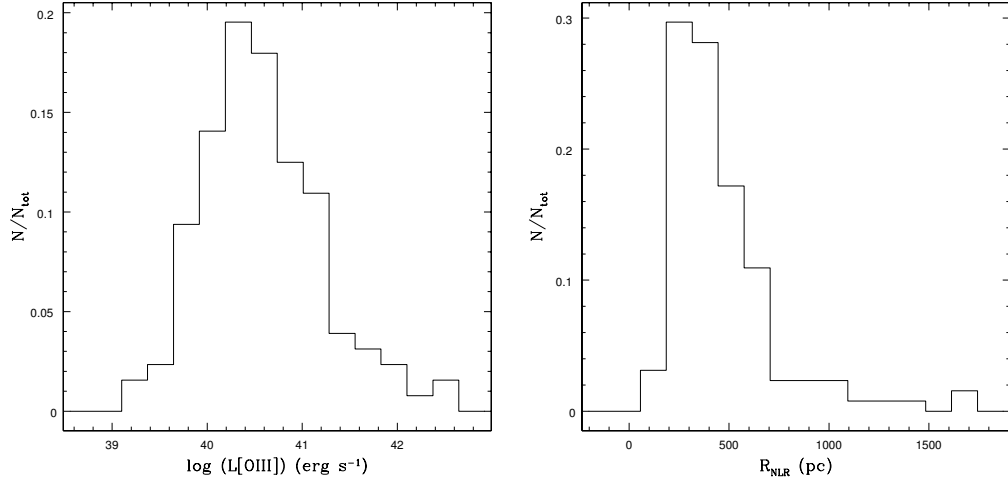


Figura 49: Distribución de valores para luminosidad de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ (izquierda) y radio estimado de la NLR (derecha).

Greene y Ho, 2005a utilizando una muestra homogénea de narrow-line AGNs del SDSS, obtienen una dispersión de velocidades media de $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$. A partir de la relación del plano fundamental de Bernardi y col., 2003b, estimaron los tamaños del bulge para su muestra y obtuvieron un $R_e \approx 4.5 \text{ Kpc}$.

Por otra parte, para una masa galáctica media de $\sim 5 \times 10^{10} M_{\odot}$ Kauffmann y col., 2003 encuentran una mediana de $R_e \approx 3.3 \text{ Kpc}$. Luego, si los bulges están caracterizados por un $R_e \approx 4 \text{ Kpc}$, entonces la mayoría de la luz estelar en los $\sim 5.5 \text{ Kpc}$ de la apertura (a $z = 0.1$), se origina en el bulge y no estamos sondeando estrellas mucho más lejos que el radio efectivo. Aún si la mayoría de la luz proviene del bulge, debemos considerar la dependencia de σ_* con el radio. Jorgensen, Franx y Kjaergaard, 1995 usaron 51 galaxias E/So disponibles en la literatura, para derivar una corrección por apertura empírica. Para las galaxias E/So, la σ_* integrada disminuye hacia afuera en función del radio, cayendo como una ley de potencias con pendiente -0.04 , relativa a una apertura con un radio $R_e/8$. Por otro lado, Pizzella y col., 2004 encuentran que la distribución radial en dispersión de velocidades es plana o aumentando ligeramente hacia fuera en una muestra de galaxias espirales (Sb - Sc). En galaxias del tipo temprano, una gran apertura tendera a subestimar σ_* para el bulge, mientras que para galaxias del tipo tardío puede haber una débil tendencia en el sentido contrario.

Dado que nuestra muestra consiste de galaxias del tipo temprano, en promedio la variación por apertura lo más probable es que nos haga subestimar la σ_* .

Bernardi y col., 2003a encuentran una corrección por apertura media del 7% para una muestra de galaxias tempranas del SDSS, basados en la función empírica de Jørgensen y col., 1999. En cualquier caso, la distribución de σ_* es bastante plana.

A modo de comprobación podemos buscar posibles tendencias en $\sigma_{\text{gas}}/\sigma_*$ en función del redshift. Dado que la contaminación por la galaxia debería aumentar, en promedio en función del redshift, podríamos esperar que $\sigma_{\text{gas}}/\sigma_*$ aumente para mayor redshift, asumiendo que intrínsecamente $\sigma_{\text{gas}} = \sigma_*$. En la Figura 50 mostramos los valores encontrados para $\sigma_{\text{gas}}/\sigma_*$ en función de z . Se dividió la muestra en cuatro bins equiespaciados en z y se tomó el valor medio de $\langle \sigma_{\text{gas}}/\sigma_* \rangle$ para cada bin (puntos estrellados en la figura). No encontramos una tendencia significativa.

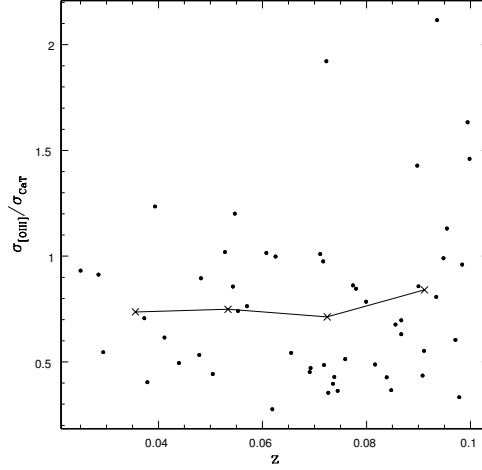


Figura 50: Cociente de la dispersión de velocidades del gas ($\sigma_{\text{[OIII]}}$) sobre la dispersión de velocidades estelar (σ_{CaT}) en función del redshift.

DISCUSIÓN

Las posibles conexiones entre el agujero negro central y su galaxia anfitriona son claves para entender la formación del agujero negro y su evolución. Existen múltiples evidencias que apuntan a una correlación entre la M_{BH} y la masa del bulge (e.g., Kormendy y Richstone, 1995; Magorrian y col., 1998) y también con la dispersión de velocidades estelar (e.g., Ferrarese y Merritt, 2000; Kormendy y Ho, 2013), lo cual sugiere que la dispersión de velocidades es un parámetro importante para comprender la evolución de M_{BH} . Como mencionáramos al comienzo del capítulo, hay aún un gran debate sobre si las galaxias NLS1 siguen o no la relación $M_{\text{BH}} - \sigma$ encontrada para las galaxias normales (e.g., Tremaine y col., 2002). Algunos autores encuentran que las galaxias NLS1 no siguen esta relación, con la mayoría de las galaxias ubicándose por debajo de la relación $M_{\text{BH}} - \sigma$, esto es, con M_{BH} más pequeñas para una dada dispersión de velocidades (e.g., Grupe y Mathur, 2004; Mathur y Grupe, 2005a; Mathur, Kuraszkiewicz y Czerny, 2001; Zhou y col., 2006a). En este escenario, se propuso que las galaxias NLS1 habitan en galaxias con pseudo-bulges, intrínsecamente diferentes de los de galaxias normales (Mathur y col., 2012).

De acuerdo a nuestros resultados, las galaxias NLS1 siguen la relación $M_{\text{BH}} - \sigma$ considerando los tres métodos propuestos para medir la dispersión de velocidades. Nuestros resultados están de acuerdo con los de otros autores (e.g., Botte y col., 2005; Woo y col., 2015), quienes también utilizaron las líneas del CaT para medir la dispersión de velocidades estelares. Por otro lado, la utilización de la componente central de [OIII] $\lambda 5007$ como sustituto de la dispersión de velocidades estelares ya ha sido ampliamente utilizado en el pasado y nuestros resultados se encuentran en concordancia con los de e.g., Cracco y col., 2016; Komossa y Xu, 2007; Wang y Lu, 2001. En este contexto, este tipo de galaxias, a pesar de tener menores M_{BH} , también presentan menores dispersiones de velocidades estelares, implicando que las galaxias NLS1 son una extensión de las BLAGNs en el extremo de baja masa.

Encontramos que los cocientes de Eddington en las galaxias de nuestra muestra están en el mismo rango de valores que los obtenidos por otros autores (Bian y Zhao, 2004a; Xu y col., 2007). Algunos objetos muestran luminosidades cercanas a la luminosidad de Eddington, la cual ha sido observada por otros autores (e.g., Cracco y col., 2016; Xu y col., 2007). Debido a los altos cocientes de Eddington observados en NLS1, uno esperaría que la NLR también se encuentre afectada, ya que la presión de radiación resultante aceleraría el gas de la NLR (Greene y Ho, 2005c). Sin embargo, parecería que la presencia e intensidad de las alas azules de [OIII] no correlacionan con el cociente de Eddington (Ludwig y col., 2012; Xiao y col., 2011), aún si altos valores de $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$ (>0.1) son asociados con alas azules más prominentes (Mullaney y col., 2013). Encontramos que la velocidad del outflow no parece depender del motor central y sí débilmente con el cociente de Eddington. El coeficiente de correlación entre Δv y M_{BH} es $r = -0.18$ p-value = 0.07, mientras que podríamos decir que existe una leve tendencia entre la asimetría y el cociente de Eddington, para los cuales encontramos un coeficiente de correlación de Pearson $r = 0.25$ con p-value = 0.01.

Por otra parte, Netzer y col., 2004 encontraron una correlación entre R_{4570} y L/L_{Edd} con un coeficiente de correlación de Spearman $r_s = 0.48$ y sugieren que el aumento de R_{4570} con la tasa de acreción se debe a la disminución del $\text{EW}(\text{H}\beta)$ con L/L_{Edd} . Sin embargo, en nuestros resultados, obtenemos una clara anti-correlación entre R_{4570} y el cociente de Eddington ($r = -0.51$, Figura 48), y no encontramos correlación entre el $\text{EW}(\text{H}\beta)$ y L/L_{Edd} . Usualmente se considera el cociente de Eddington como la razón principal detrás de la anti-correlación entre R_{4570} y $\text{EW}([\text{OIII}])$ y, en general, de todas las correlaciones que forman el llamado EV1 (ver e.g., Boroson, 2002; Grupe, 2004; Laor, 2000; Laor y col., 1994; Netzer y col., 2004; Sulentic y col., 2000). Por otro lado, otras propiedades físicas fueron propuestas como motores de estas relaciones, como las masas de agujeros negros y ángulo de inclinación (e.g., Laor y col., 1994; Wang, Brinkmann y Bergeron, 1996), aunque esta última hipótesis ya fue rechazada por algunos autores (e.g., Grupe, 2004; Kuraszkiewicz y col., 2000a). Posteriormente Shen y Ho, 2014 confirmarían y reforzarían la idea de que el cociente de Eddington es el factor más importante detrás de estas relaciones.

OBSERVACIONES IFU

INTRODUCCIÓN

En los capítulos anteriores analizamos una muestra de NLS1 cercanas ($z < 0.1$), a partir de sus espectros obtenidos del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) y determinamos sus principales parámetros cinemáticos y relativos a su emisión nuclear. Exploramos las posibles relaciones entre las regiones más internas del núcleo activo y las propiedades globales de la galaxia huésped.

Para las galaxias de nuestra muestra encontramos que presentan pequeñas masas de agujeros negros (supermasivos) con altas tasas de acreción, lo cual según algunos autores sugiere que se encontrarían en las etapas tempranas de evolución de AGN (Mathur, 2000; Wang y Zhang, 2007). La cinemática de la BLR se encuentra determinada por el potencial gravitatorio del agujero negro central, como se demuestra por mapas de reverberación (Peterson y Wandel, 1999). Por otro lado, la cinemática de la NLR parecería estar dominada por el potencial del bulge, i.e. la dispersión de velocidades estelares, trazada por las líneas del triplete del Ca (Vega y col., 2009), o por el gas ionizado con la línea [OIII] λ 5007 (Cracco y col., 2016; Komossa y Xu, 2007; Nelson y Whittle, 1996).

En relación a esto, los mecanismos de retroalimentación en galaxias son críticos para regular la formación estelar y el crecimiento de los agujeros negros centrales como también la evolución de la galaxia (Silk y Rees, 1998; Wyithe y Loeb, 2003). El ingrediente fundamental en los modelos de retroalimentación es la presencia de vientos u “outflows” en AGNs, los cuales pueden entregar grandes cantidades de masa, energía y metales al medio interestelar de la galaxia (Colbert y col., 1996; Moll y col., 2007). Estos vientos también juegan un rol importante en modelos unificados de AGNs (Elvis, 2006). Los “outflows” se encuentran presentes en diferentes escalas y son observables en todas las bandas espectrales en AGNs (ver Veilleux, Cecil y Bland-Hawthorn, 2005 para un review del tema), y son particularmente fuertes en las galaxias NLS1, como se evidencia por sus perfiles asimétricos en las líneas del [OIII] (ver Capítulo 5).

Para nuestra muestra, determinamos asimetrías en $\sim 80\%$ de las NLS1 (sección 5.2). Vimos además que, algunos objetos de nuestra muestra presentan luminosidades cercanas a la luminosidad de Eddington (i.e., cocientes de Eddington ~ 1) lo cual implica la presencia de fuertes vientos impulsados por presión de radiación. En el trabajo de Lawrence y col., 1997 especulan que la densidad de un viento saliente podría encontrarse entre las principales causas de las propiedades de las NLS1. De hecho, Xu y col., 2007 encuentran que la densidad media de la NLR de las galaxias NLS1, es menor que en las galaxias BLS1 y que la densidad de la NLR está correlacionada con el corrimiento al azul de la componente asimétrica de la línea de emisión [OIII].

Como mencionamos en múltiples ocasiones, la fibra del SDSS tiene una apertura de 3 arcsec en el cielo, lo que corresponde a varios Kpc. aún para las galaxias

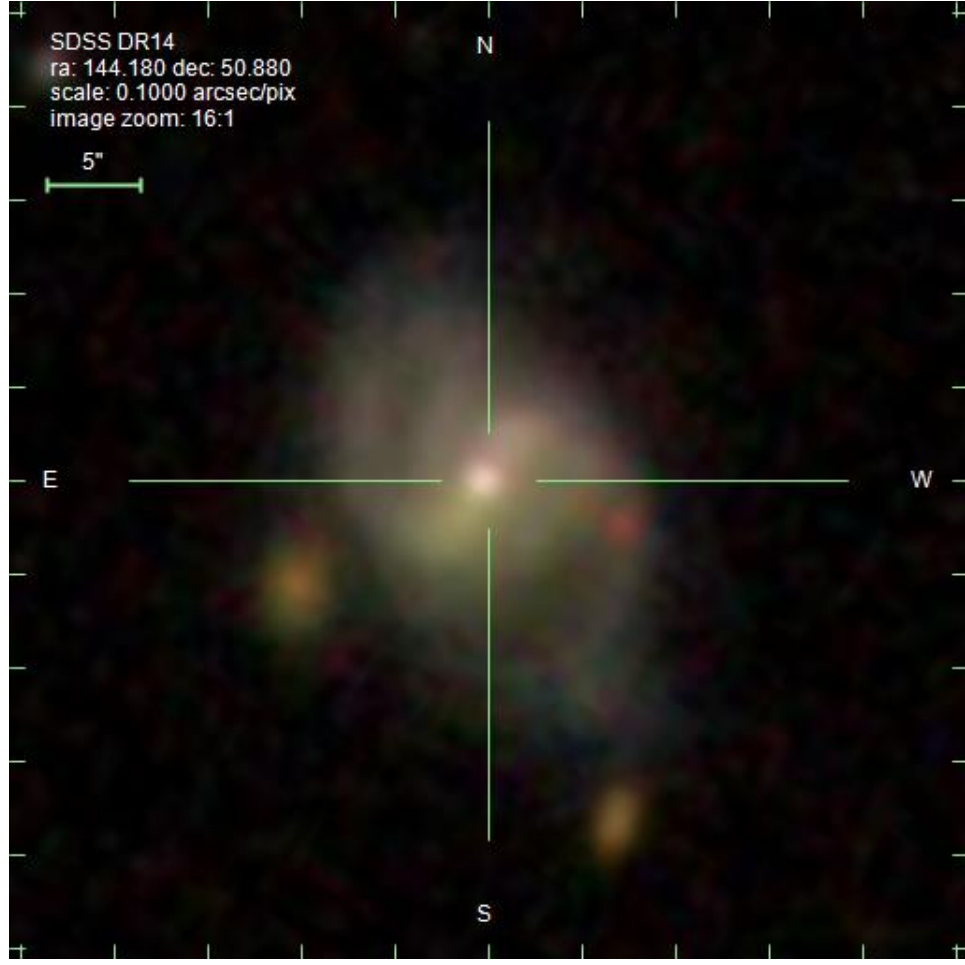


Figura 51: Imagen en falso color con las bandas g, r y i, la escala es de $0''.1/\text{pixel}$. Imagen extraída de SDSS DR14.

más cercanas, por lo que estamos lidiando con espectros integrados. Ciertamente necesitamos una mayor resolución espacial, para determinar apropiadamente la cinemática, las masas de los agujeros negros centrales y sus tasas de acreción y para mapear la ubicación de los “outflows” en las galaxias NLS1.

A fin de estudiar en detalle estos fenómenos, hemos seleccionado de nuestra muestra la galaxia SDSSJ093643.13+505249.6, la cual se encuentra a una distancia de 220 Mpc ($z = 0.05548$) lo cual nos da una escala de $1.083 \text{ kpc}''$ y es uno de los objetos en nuestra muestra con las más notables asimetrías en las líneas de [OIII]. Esta galaxia, que se puede ver en la Figura 51, está clasificada como espiral con morfología Sbc, presenta una barra con un ángulo de posición de 234 grados. Entre las características del gas de emisión, a partir de su espectro integrado, encontramos que el núcleo de esta galaxia presenta un corrimiento al azul de la línea [OIII] $\lambda 5007$ con respecto a $\text{H}\beta$ de $\Delta v = -157 \text{ km s}^{-1}$. El perfil asimétrico de [OIII] $\lambda 5007$ tiene una diferencia de velocidades entre la componente central y la asimétrica, $\Delta v_{\text{asym}} = -332 \text{ km s}^{-1}$, con una extensión total de la asimetría $\Delta v(\text{Asimetría total}) = -1447 \text{ km s}^{-1}$ (ver Capítulo 5). En la Tabla 4 se listan algunas de sus propiedades generales.

Name	ra	dec	z	m _g	b/a
SDSSJ093643.13+505249.6	09h36m43.1s	+50d52m50s	0.055378	15.8	0.618

Tabla 4: Nombre de la galaxia, ascensión recta y declinación (J2000), redshift, magnitud aparente en la banda g y cociente de los semiejes menor y mayor.

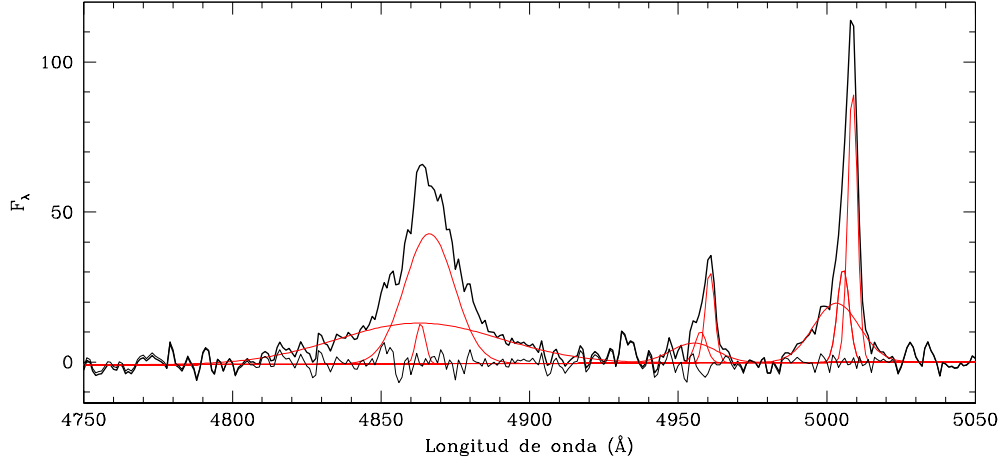


Figura 52: Ajuste en componentes Gaussianas para el espectro extraído de SDSS de la galaxia SDSSJ093643.13+505249.6. El flujo se encuentra en unidades arbitrarias.

El ajuste de sus líneas espectrales en emisión en la región de $H\beta + [OIII]\lambda 4959,5007$, por medio de deconvolución de perfiles Gaussianos, devela una cinemática compleja (Figura 52). Mientras que para AGNs “clásicas”, de acuerdo al modelo unificado, debería haber sólo una componente ancha más una componente angosta para el perfil de $H\beta$, y sólo una componente para cada línea prohibida, en este caso obtenemos: (a) $H\beta$ ancha y angosta, (b) dos componentes en $[OIII]$ + otra componente aún más corrida al azul, indicativa de un gas saliente de alta ionización y (c) una emisión subyacente presumiblemente asociada a una segunda componente de la BLR, que podría estar relacionada con la llamada “componente intermedia” (Zhang y col., 2011; Zhu, Zhang y Tang, 2009).

OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE LOS DATOS

Las observaciones fueron realizadas utilizando el Gemini Multi-Object Spectrographs (GMOS) (Hook y col., 2004) en el “Integral Field Unit” (en adelante GMOS–IFU, Allington-Smith y col., 2002, en el Telescopio de Gemini Norte durante el semestre 2013A (ID: GN-2013A-Q-98, PI: Oio). Se usó la red B600 + G5307 ($R \sim 1688$) en modo de doble ranura, centrada en 4800Å y 4900 , con un ángulo de posición $PA = 234^\circ$. El campo de visión de GMOS–IFU en esta configuración es de $5'' \times 7''$, con un patrón de 1000 “lenslets”, cada una con un diámetro proyectado de $0''.2$, más 500 “lenslets” muestreando el cielo. El objeto fue observado en 4 noches

Fecha	t_{exp} (minutos)	Seeing (")
2012-02-17	107.5	0.7
2012-03-02	35.83	0.5
2012-03-03	71.66	0.6
2012-03-04	71.66	0.6

Tabla 5: Fecha en que fueron tomadas las observaciones, tiempo de exposición y seeing medio de cada noche.

con un seeing de $\sim 0''.6$, correspondiente a una resolución espacial de $\sim 600\text{pc}$ a la distancia de la galaxia.

El modo IFU ofrece la posibilidad de contar, luego de las correspondientes calibraciones, con espectros de cada zona del objeto correspondiente a cada lenslet, lo cual se conoce como “spaxel”, i.e., para cada spaxel del campo de visión se puede extraer un espectro. Asimismo es posible reconstruir una imagen del campo de visión en una dada longitud de onda.

La reducción de los datos (bias, flat-field, extracción del espectro, calibración en longitud de onda, corrección por dispersión y calibración en flujo) se realizó usando el paquete de software para IRAF de Gemini en su versión 1.13, provista por la versión 1.5.1 de Ureka. Para el proceso de reducción seguimos el procedimiento descrito en Lena, 2014. Para la remoción de los rayos cósmicos se usó el algoritmo Laplacian Cosmic Ray Identification (LACOS van Dokkum, 2001). Para calibrar en flujo los datos, se tomaron observaciones de la estrella espectro-fotométrica estándar Feige 34. Por último, los cubos de datos correspondientes a cada exposición se remuestrearon a una resolución espacial de $0''.3$, sobremuestreando nuestros datos en un factor de 2, los cuales se alinearon (debido a que procedían de observaciones tomadas en diferentes noches) y se combinaron apropiadamente, para dar lugar al cubo de datos de ciencia final.

Para determinar de manera precisa la contribución instrumental al ensanchamiento de las líneas, seleccionamos líneas espectrales de una exposición de lámpara, calibrada en longitud de onda, que estuvieran cerca en longitud de onda a la región de $\text{H}\beta + [\text{OIII}]\lambda 4959,5007$ y a la vez suficientemente aisladas como para evitar solapamientos de líneas. Luego, ajustamos un perfil Gaussiano a esas líneas para varias aperturas y tomamos la media. El ensanchamiento instrumental (en unidades de velocidad) para el set de datos final es de 110 km s^{-1} .

Ajuste de las líneas de emisión

El campo de visión de nuestras observaciones para SDSSJ093643.13+505249.6 puede verse en la Figura 53. Para un spaxel central se tiene el espectro de abajo, mientras que la imagen de arriba corresponde al flujo integrado de la región del continuo sombreada en el espectro.

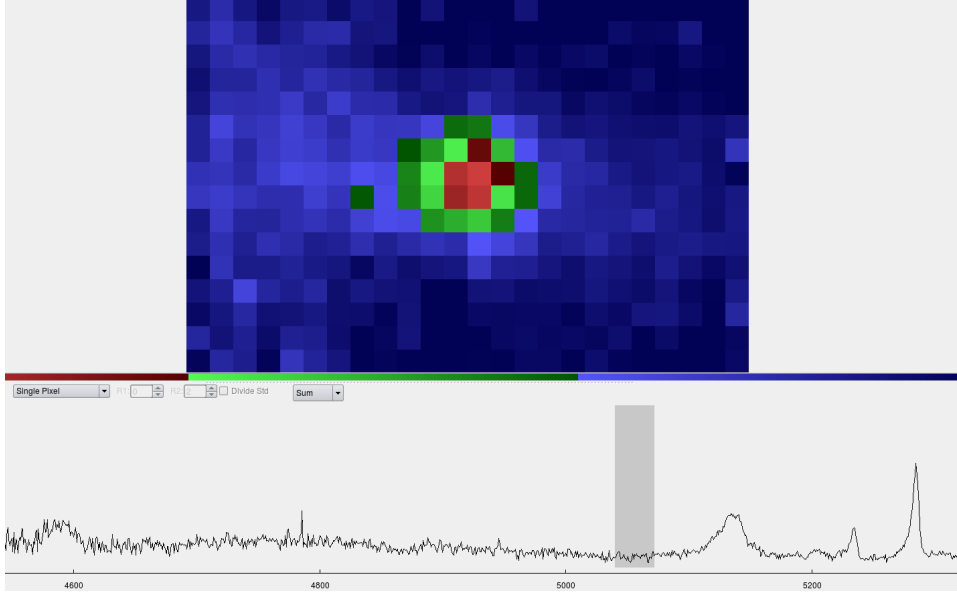


Figura 53: Imágen de ejemplo del FoV observado, con el campo mostrando el flujo integrado en la región del continuo sombreada en el espectro de abajo. El espectro corresponde a la extracción de un sólo spaxel central.

A modo de comparación con las observaciones de SDSS, hemos hecho algunas extracciones espectrales sumando la emisión de varios spaxels de tal manera que en conjunto se simule la fibra de SDSS. La figura 54 muestra extracciones de 3" de diámetro, correspondientes a diferentes zonas del campo abarcado por el IFU. En los espectros pueden verse la emisión extendida de las líneas de $H\beta$ y [OIII]. Para explotar las ventajas de la Espectroscopía de Campo Integral, y obtener toda la información espectral espacialmente resuelta del cubo de datos, es importante proceder en forma meticulosa en el ajuste de las líneas de emisión. La primera característica distintiva de este objeto, es que las líneas anchas no se circunscriben al spaxel central (lo que uno esperaría si la emisión fuese de la BLR), sino que se extienden a lo largo de gran parte del campo. Esta característica es provocada, como veremos más adelante, por los flujos salientes que denominamos *outflows*.

En el proceso de medición de las líneas de emisión seguimos el mismo procedimiento descrito en la sección 3.7. Se utilizó el programa LINER en todos los spaxels para los cuales fue necesario incluir una componente ancha además de la central, tanto en el caso de [OIII] como para $H\beta$. En estos casos, se ajustó con un perfil Gaussiano la componente central de [OIII] λ 5007 y con una o dos Gaussianas para el perfil de emisión asimétrico. De similar manera se ajustó el perfil de $H\beta$, con una componente Gaussiana para la componente angosta, considerando que tenga aproximadamente el mismo FWHM que la componente central de [OIII] y una o dos componentes Gaussianas para la emisión de la componente ancha. En los casos donde no se detectaban componentes extras para las líneas de emisión, se ajustaron de manera automática con una sola Gaussiana utilizando la tarea FITPROFS del paquete IRAF.

Para estimar los errores en las mediciones de las líneas se procedió de manera similar a la descrita en la sección 3.7. Se midieron 15 veces las líneas de emisión en un spaxel que presentaba múltiples componentes en $H\beta$ y [OIII], y se tomó como error 1 sigma de esta distribución de mediciones. Para las componentes de

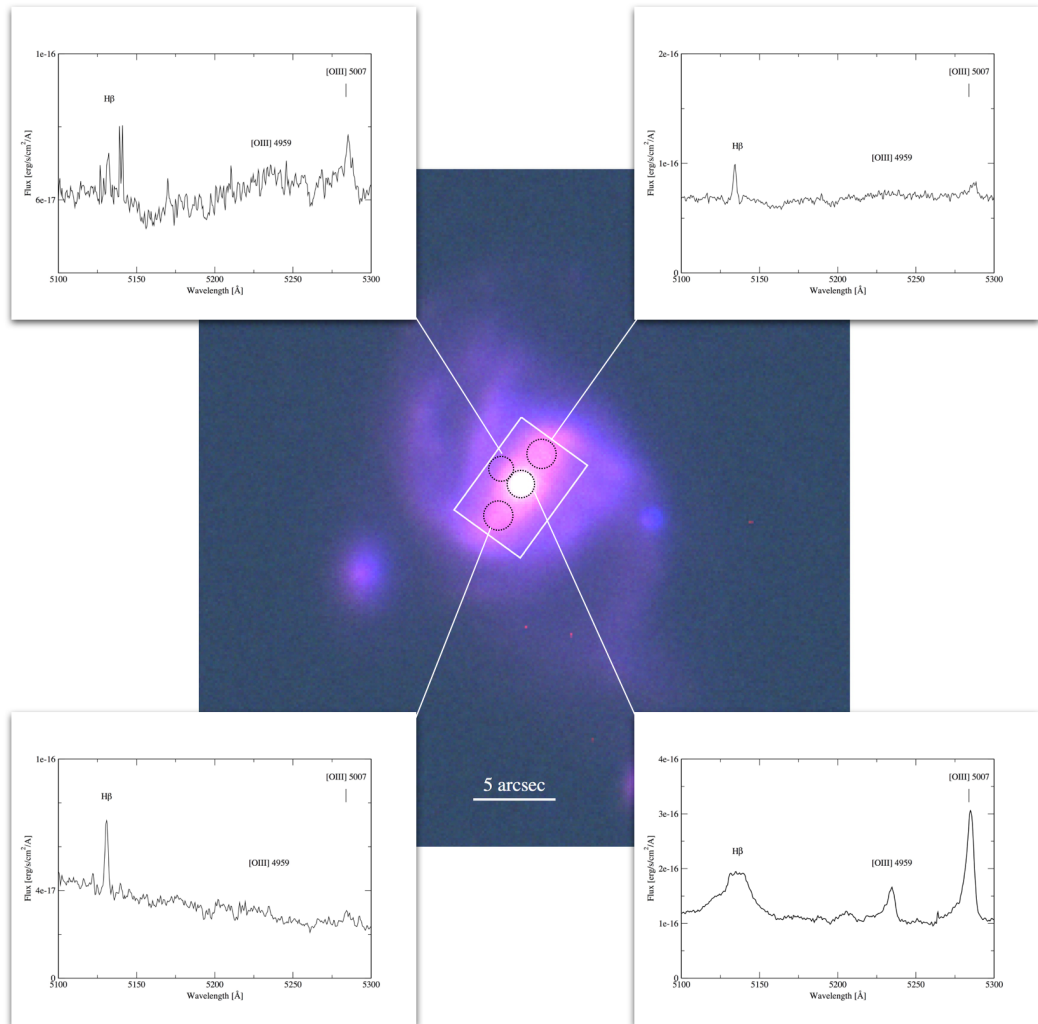


Figura 54: Campo de visión (FoV) del IFU de GMOS (rectángulo blanco) indicando la región de observación, superpuesto a imagen falso color construida a partir de imágenes GMOS en bandas g, r y [OIII]. Se muestran los espectros integrados en aperturas de 3'' de diámetro en regiones características del campo: nuclear, a ambos lados del núcleo sobre la barra, y al N-E de la barra, una zona con baja S/R.

H β obtuvimos una incerteza del 46 % para el FWHM, 68 % para el flujo y 0.4 Å en la posición de la componente angosta, y del 2 %, 3 % y 0.4 Å para el FWHM, flujo y posición de la componente ancha respectivamente. En el caso de la línea de [OIII], los errores son de 2.5 %, 8 % y 0.06 Å para el FWHM, flujo y posición de la componente central y del 8 %, 2 % y 0.2 Å para el FWHM, flujo y posición de la componente asimétrica respectivamente.

En los casos donde no hizo falta descomposición de Gaussianas, cuando se tiene una línea en la longitud de onda λ , con FWHM $\delta\lambda$ e intensidad I , los errores se calcularon siguiendo Keel, 1996:

$$\sigma = \frac{0,8\sigma_{\text{cont}}c}{I\lambda} \frac{\Delta\lambda^{1,5}}{d^{0,5}} \quad (28)$$

donde σ_{cont} es el nivel del ruido en el continuo adyacente, c es la velocidad de la luz y d es la dispersión del espectro en Å por pixel.

RESULTADOS

De los ajustes realizados a las líneas de emisión obtuvimos, para cada componente de la línea: la posición, el flujo y el FWHM. Con esta información estudiamos la distribución espacial de dichas cantidades. Para esto construimos mapas que nos permitirán correlacionar la información espectral obtenida con la posición en la galaxia. De esta forma, estudiaremos los mapas de flujo por un lado y las propiedades cinemáticas por otro. Finalmente, con toda la información obtenida, buscaremos caracterizar el *outflow* y su posible efecto en la galaxia.

Mapas de flujo

El mapa de emisión integrado de H β (Figura 55) presenta una elongación en la dirección SE-NO siguiendo la dirección de la barra de la galaxia, con una región nuclear bien definida. Los mapas tienen un suavizado Gaussiano de 2 pixeles, lo que equivale a 0.6'' coincidente con el seeing medio de las observaciones. Este suavizado se realizó con fines de representación, para disminuir el ruido de los mapas, cuidando de no afectar la información contenida ni crear características espúreas. Se seleccionó el spaxel con mayor emisión de flujo en el continuo y en las componentes anchas de H β y [OIII], como el centro del sistema y es el que utilizamos como punto de referencia en los diferentes análisis. La astrometría arroja las siguientes coordenadas: $\alpha = 09 : 36 : 43,301$, $\delta = +50 : 52 : 50,78$. Al N y al S de la región central, la emisión es más concentrada (principalmente al N) coincidiendo con los extremos de la barra. Esto podría indicar un incremento de la formación estelar en los puntos desde donde nacen los brazos espirales (e.g., Beuther y col., 2017; Jogee, Scoville y Kenney, 2005; Martin y Friedli, 1997)

Como dijimos anteriormente, el correcto ajuste de las líneas de emisión requirió de más de una componente en gran parte del campo. Esto nos permitió construir mapas para estudiar el comportamiento espacial de las componente ancha, angosta e intermedia.

La figura 56 muestra los mapas de la emisión de H β . Tanto la componente ancha (arriba) como la intermedia (centro), presentan una distribución simétrica y concentrada. La componente intermedia posee un orden de magnitud menos de flujo

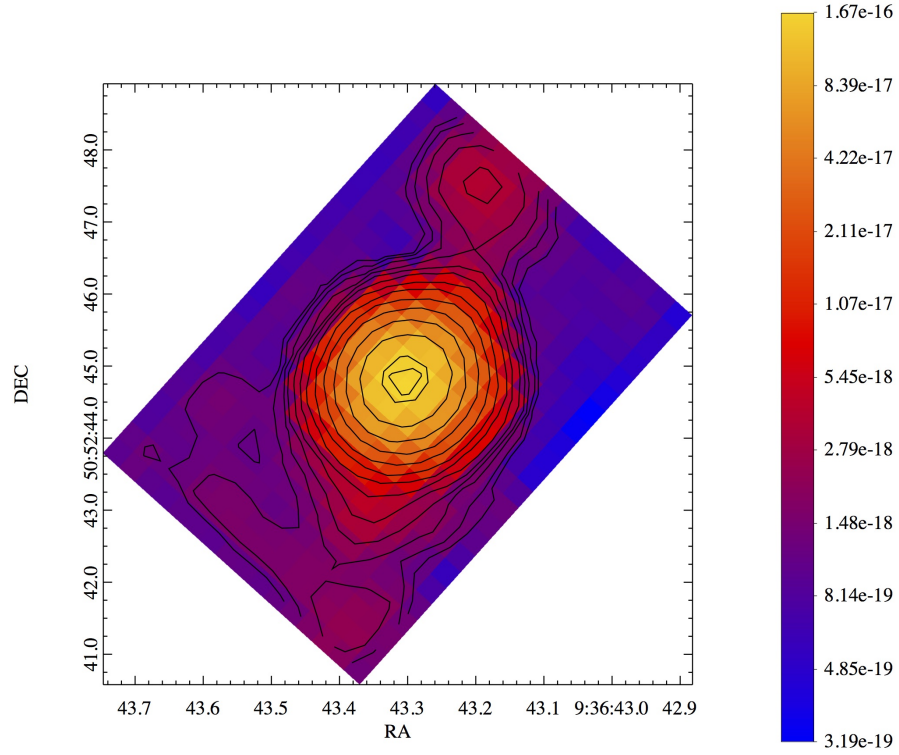


Figura 55: Mapa de flujo total $H\beta$. Los contornos superpuestos representan la intensidad en escala logarítmica. El pico de flujo es el que consideramos como núcleo de la galaxia. La escala de la derecha se encuentra en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

que su contraparte ancha y se extiende en promedio un spaxel menos ($0.3''$). Ambas, a su vez, poseen sus picos de emisión coincidentes (± 1 spaxel) con el pico de $H\beta$ total utilizado como referencia. Se detectaron líneas anchas hasta un radio de $\sim 1.55''$ (1.67 Kpc).

En cuanto a la componente angosta de $H\beta$ es clara la detección a lo largo de la barra, en toda la extensión del FoV. El pico de emisión coincide, como vemos en la figura 56 (abajo), con el núcleo de la galaxia.

Todos los mapas de flujo de $H\beta$ apuntan a que las diferentes componentes, si bien provienen de regiones diferentes, se encuentran centradas en el núcleo, al menos dentro de la resolución espacial que nuestras observaciones nos permiten.

A continuación, la Figura 57 nos presenta los mapas de flujo de las distintas componentes de [OIII]. En este caso los mapas corresponden a la emisión total de [OIII] $\lambda 5007$ (arriba), la componente asimétrica (centro) y la componente central (abajo). En todos los casos vemos una distribución de flujo espacial bastante simétrica y concentrada, con la emisión asimétrica siguiendo aproximadamente la misma distribución espacial que la componente ancha de $H\beta$. La componente angosta de [OIII] muestra una emisión muy extendida, llegando a $2.17''$ ($\sim 2.35 \text{ Kpc}$) en la dirección de la barra.

Mapas de Flujo

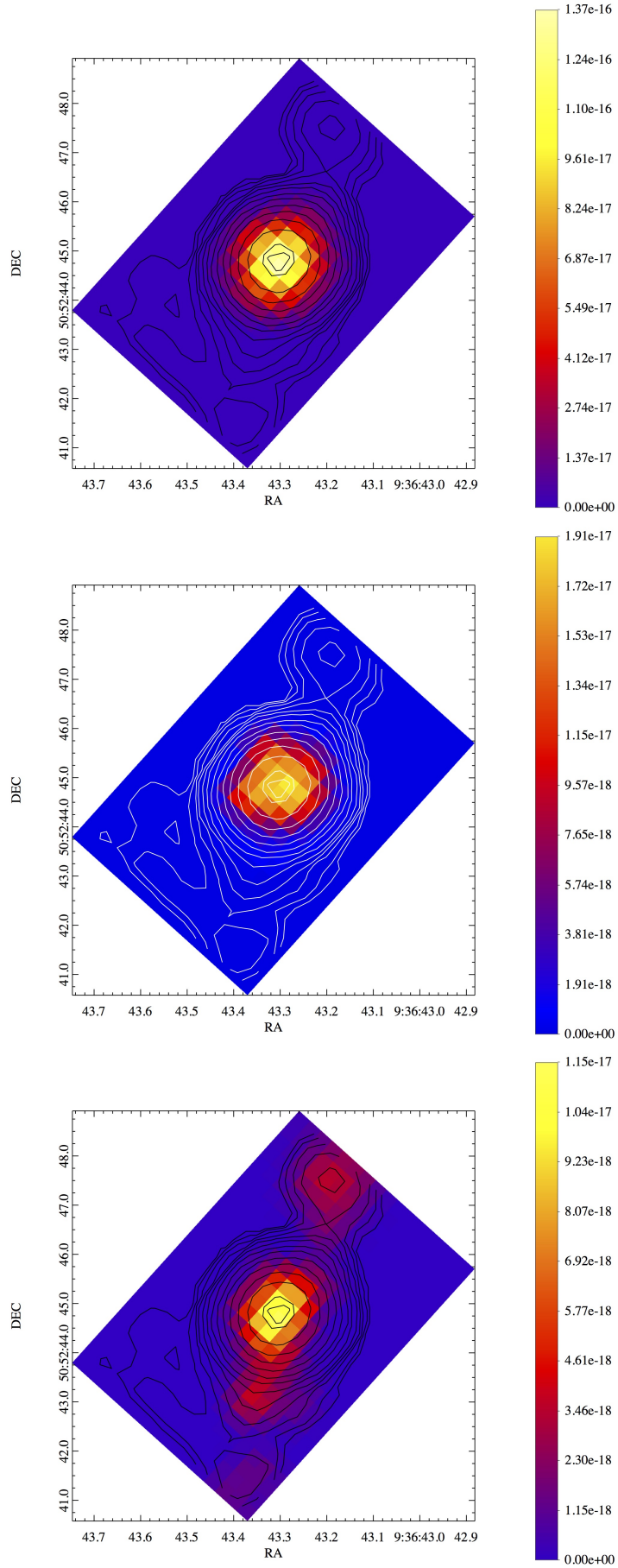


Figura 56: De arriba hacia abajo, mapas de flujo correspondientes a la emisión ancha, de la componente intermedia y angosta de H β . Los contornos representan en todos los casos, la emisión H β total. Los mapas están en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

Mapas de Flujo (cont.)

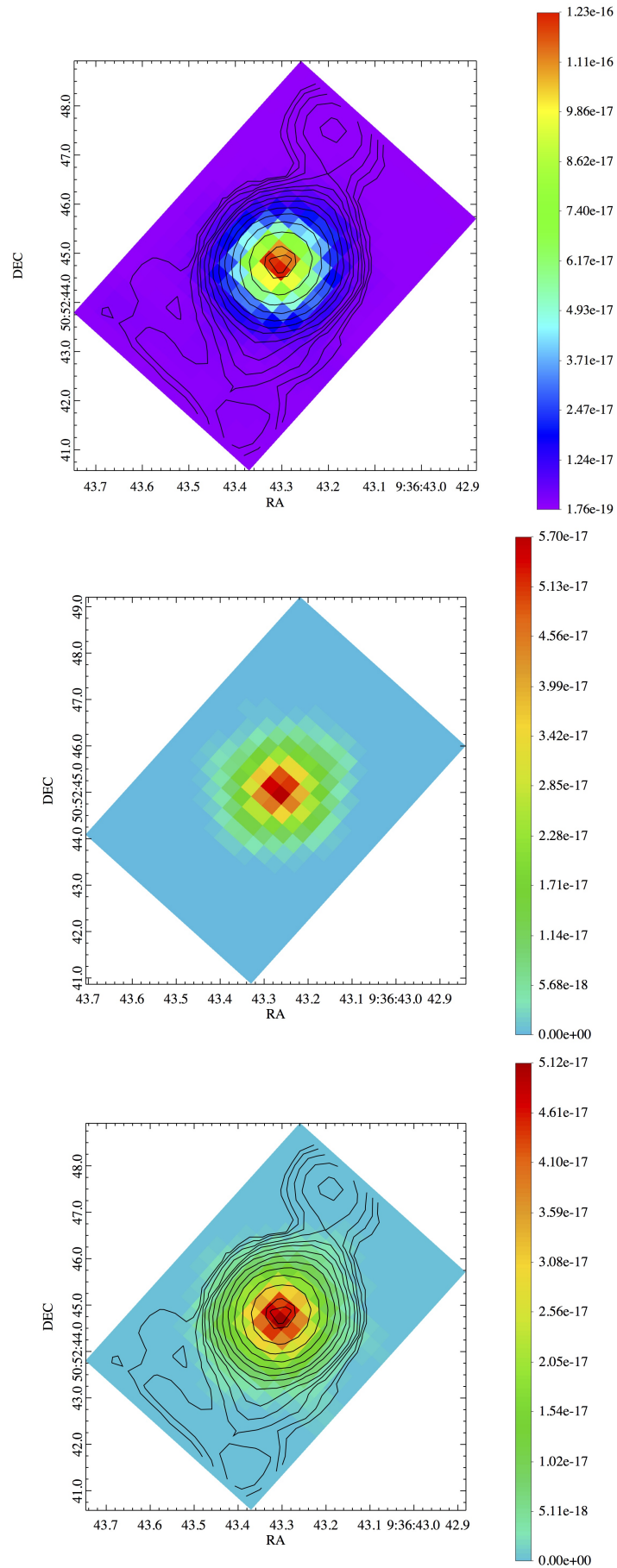


Figura 57: De arriba hacia abajo mapas de flujo de [OIII]λ5007 correspondientes a la emisión total, emisión de la componente ancha y emisión de la componente angosta. Los contornos representan en todos los casos, la emisión Hβ total. Los mapas están en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

Cinemática del gas ionizado

Presentamos los mapas de velocidad para las diferentes componentes de H β y [OIII] λ 5007 en las Figuras 58 y 59 correspondientemente. A diferencia de los mapas de flujo, en los mapas cinemáticos no hemos aplicado el suavizado Gaussiano de 0.6", a los fines de evitar posibles efectos artificiales. Con excepción de la componente angosta de H β , todos los mapas muestran cinemáticas turbulentas, sin patrones identificables de rotación.

El mapa de velocidad de la componente angosta de H β (arriba, derecha), muestra un patrón de rotación (con la parte Norte dominada por corrimiento al azul y la parte Sur al rojo) alrededor del centro sistémico que se vuelve ruidoso (turbulento) en la región más interna. Por otro lado, la emisión de la componente ancha de H β , si bien no muestra un patrón de rotación definido, exhibe valores al rojo y al azul de la velocidad sistémica, alcanzando valores más altos de velocidad que la componente angosta ($> 350 \text{ km s}^{-1}$ y $< -100 \text{ km s}^{-1}$). La componente intermedia de H β presenta valores positivos de velocidad radial (corrimiento al rojo) en toda la extensión de la emisión, alcanzando valores superiores a 700 km s^{-1} .

En el caso del [OIII] λ 5007, ninguna de las tres componentes parece presentar rotación (Figura 59). La componente asimétrica (arriba) posee valores con corrimiento al azul en todo el campo, superando (en valor absoluto) los 500 km s^{-1} en varios spaxels. La componente intermedia (centro) se caracteriza por valores de velocidad radial positivos (al rojo) que superan los 900 km s^{-1} en la región central. Por su parte la componente central (abajo) mantiene valores de velocidad menores a 50 km s^{-1} y en torno a la velocidad sistémica para toda la extensión del campo. Regresaremos sobre las velocidades radiales de las componentes angostas del [OIII] y H β en la sección 7.3.3.

Curva de velocidad radial y estimación de masa

A partir del mapa de velocidad radial de la componente angosta de H β y de la componente central de [OIII] λ 5007 (Figuras 58 y 59 abajo), construimos la curva de velocidad radial (Figura 60, arriba) para ambas componentes. La curva fue construida realizando una extracción en la dirección NO-SE (dirección de la barra, PA 234°) de 4 spaxels de ancho. Luego determinamos la velocidad media en cada punto promediando en forma perpendicular a la extracción y pesando por el error en cada spaxel. Para la componente angosta de H β la rotación es clara, mientras que para el [OIII] podemos ver que en promedio no se aparta de la velocidad sistémica.

En la aproximación kepleriana, podemos estimar una cota superior a la masa encerrada dentro de un radio R que posee un gradiente de velocidad V. Así, necesitamos para esto información sobre la inclinación de la galaxia. Si bien sólo tenemos señal en la región coincidente con la barra (ver mapa de flujo de la componente angosta de H β , Figura 56, arriba derecha) y no podemos determinar la inclinación del disco de gas a través de la cinemática, podemos estimarla haciendo un ajuste de las imágenes GMOS. La Figura 60 (abajo) muestra el ajuste a las isofotas internas de la galaxia. De las imágenes podemos ver que esta galaxia se

Mapas de velocidad

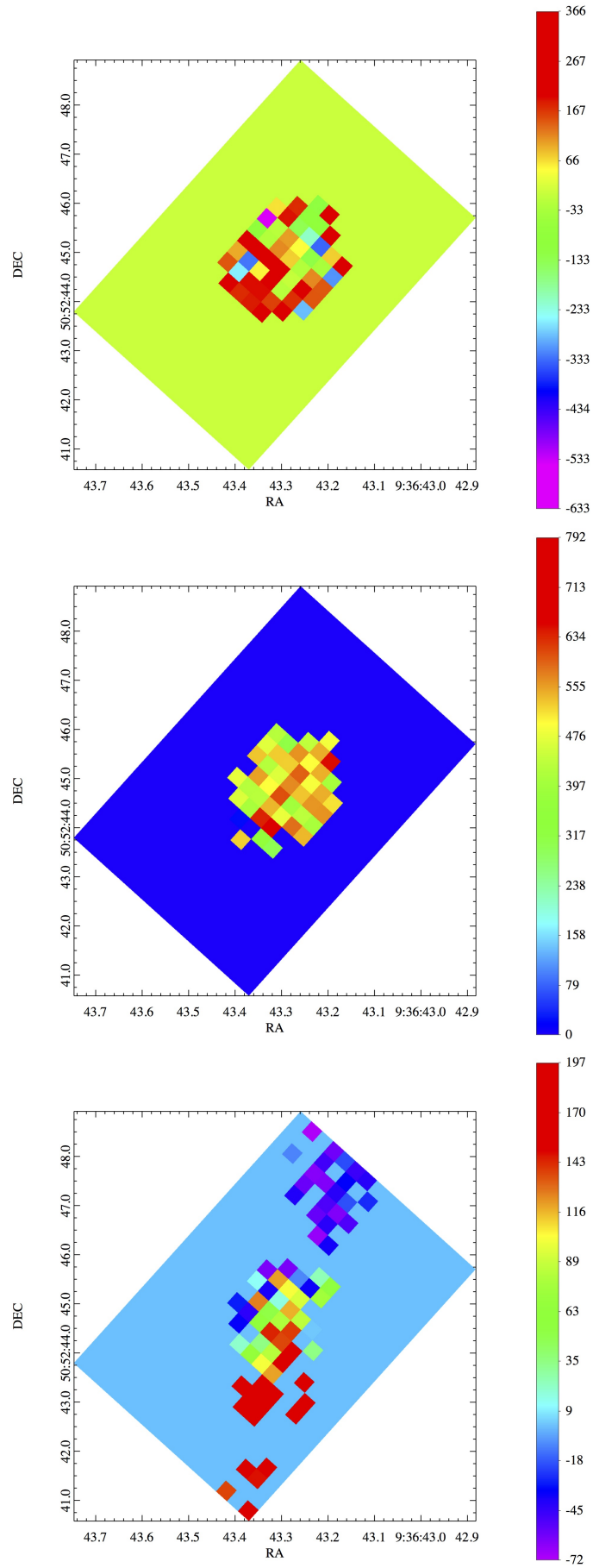


Figura 58: Mapas de velocidad de las componentes ancha, intermedia y angosta (respectivamente) de H β . Las barras se encuentran en km s^{-1}

Mapas de velocidad (cont.)

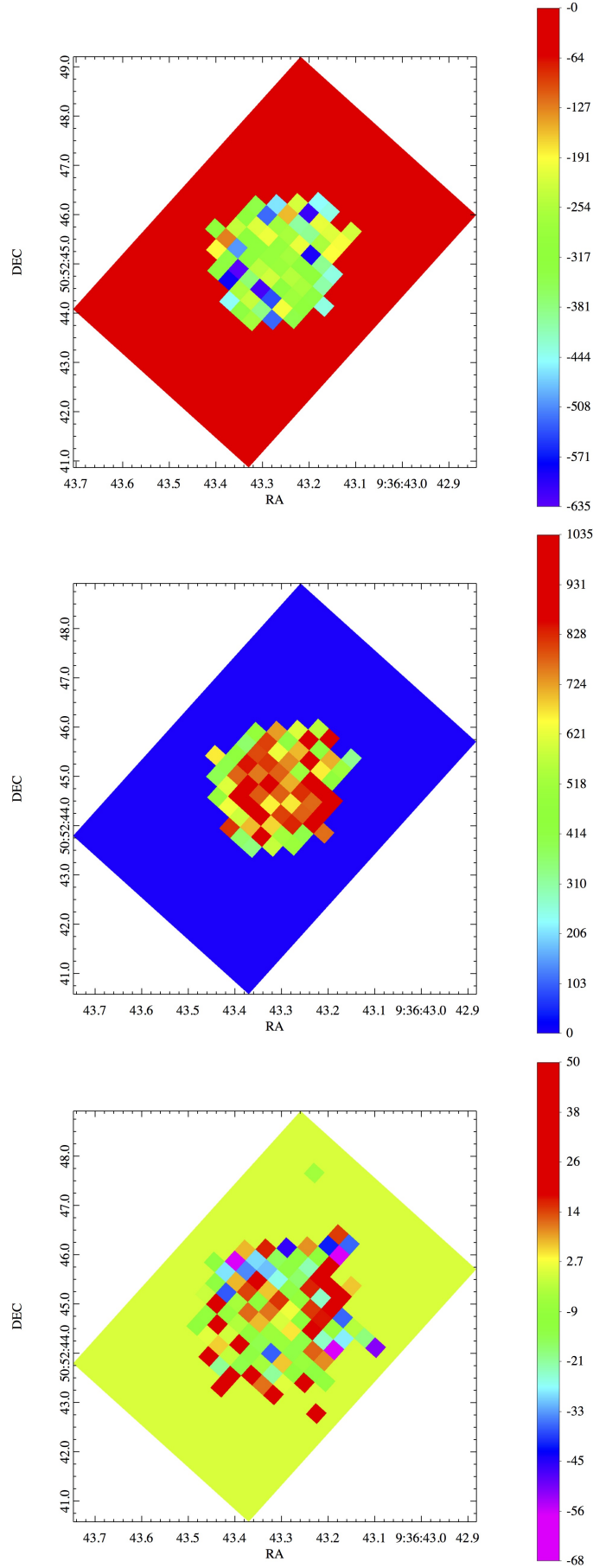


Figura 59: Mapas de velocidad de las componentes asimétrica, intermedia y angosta (respectivamente) de [OIII]λ5007. Las barras se encuentran en km s⁻¹

encuentra relativamente de frente, lo que coincide con la determinación del ajuste: $a = 0,48''$ (semieje mayor), $b = 0,47''$ (semieje menor). Si consideramos que:

$$\cos^{-1} \left(\frac{b}{a} \right) = i \quad (29)$$

y

$$M = 233 \frac{V^2 R}{\sin i} \quad (30)$$

La inclinación así determinada arroja $i = 11,47^\circ$. Si consideramos los tres puntos centrales en torno al núcleo de la galaxia, estaremos determinando la masa dentro de un radio de ~ 300 pc y según la curva de velocidad, el gradiente en esta región es de 91.5 km s^{-1} . Así, la masa encerrada en ese radio sería de $M = 2,9 \times 10^9 M_\odot$. Hay que tener en cuenta que este cálculo nos estaría dando un límite superior para la masa encerrada dentro de un radio R . Por otro lado, si consideramos el cociente de semiejes que provee NED ($b/a = 0.618$) y lo extrapolamos como válido en las regiones centrales, obtenemos una $M = 7.4 \times 10^8$ para el mismo radio y gradiente de velocidad.

Dispersión de velocidades del gas

En las Figuras 61 y 62 presentamos los mapas de dispersión de velocidades para $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$, para las componentes ancha y angosta. La componente ancha de $H\beta$ muestra un σ promedio de varios cientos de kilómetros por segundo, con dos picos superiores a 1000 km s^{-1} . Estos picos en la dispersión de velocidad podrían estar asociados con un viento originado en el AGN. Los valores de dispersión de velocidad para la componente asimétrica de $[OIII]$ son inferiores a los de $H\beta$ y, aunque parecen ser coincidentes, los primeros presentan una dispersión mucho mayor en sus valores.

Las componentes angostas de $H\beta$ y $[OIII]$ muestran valores de dispersión de velocidad de hasta 225 km s^{-1} , siendo considerablemente más bajos que su contraparte ancha por definición. Esta emisión angosta presenta dos componentes cinemáticas bien definidas y diferentes. Para $H\beta$ encontramos la misma estructura alargada que se ve en los mapas de flujo y velocidad, con un marcado descenso en la velocidad más allá del centro galáctico. Esto es consistente con un gas en emisión dominado por el potencial gravitacional de la galaxia anfitriona (en este caso posiblemente la barra de la galaxia) en lugar de la influencia gravitacional del AGN.

Tanto la emisión angosta como la ancha de $[OIII]$ muestran, en promedio, valores de dispersión de velocidades más pequeños que $H\beta$. La emisión angosta de $[OIII]$ es simétrica y presenta una estructura en forma de anillo (ver Figura 57). Esta estructura puede deberse a un viento de alta velocidad originado en el centro. La otra posibilidad para esta estructura de anillo aparente podría ser la incapacidad para resolver adecuadamente el componente ancha en estos píxeles, y por lo tanto, tenemos líneas de emisión más amplias (de una sola componente).

En la Figura 63 presentamos los diagramas de dispersión de velocidades - velocidad radial (VVD, Woo y col., 2016) para $H\beta$ y $[OIII]$ para las componentes ancha y angosta (símbolos azul y rojo respectivamente). Las velocidades en la figura están

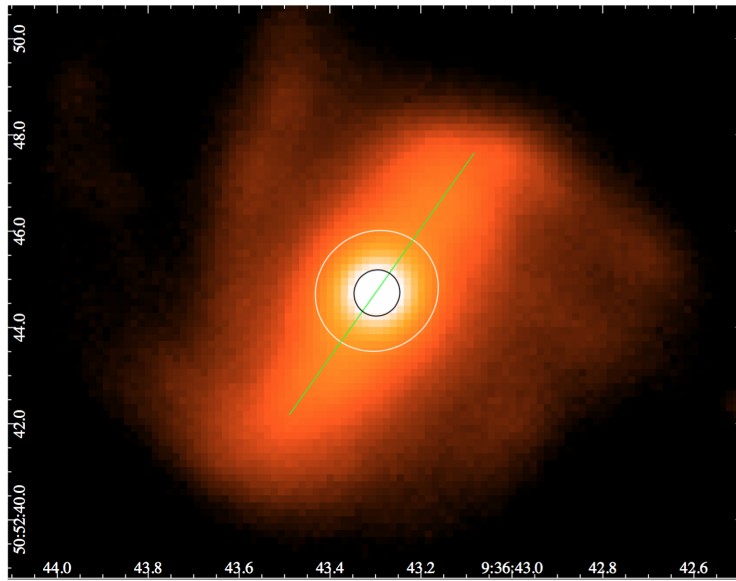
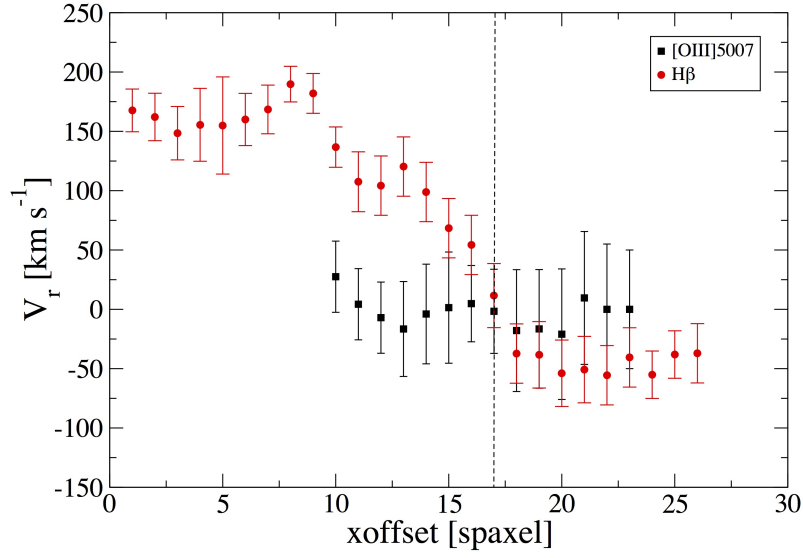


Figura 60: (Arriba) Curva de velocidad radial construida a partir del mapa de velocidad de las componentes angostas de H β (rojo) y [OIII] (negro). La línea punteada vertical indica la posición del núcleo de la galaxia. (Abajo) Determinación de la elipticidad de la región central a partir de la imagen GMOS banda r.

Dispersión de velocidades

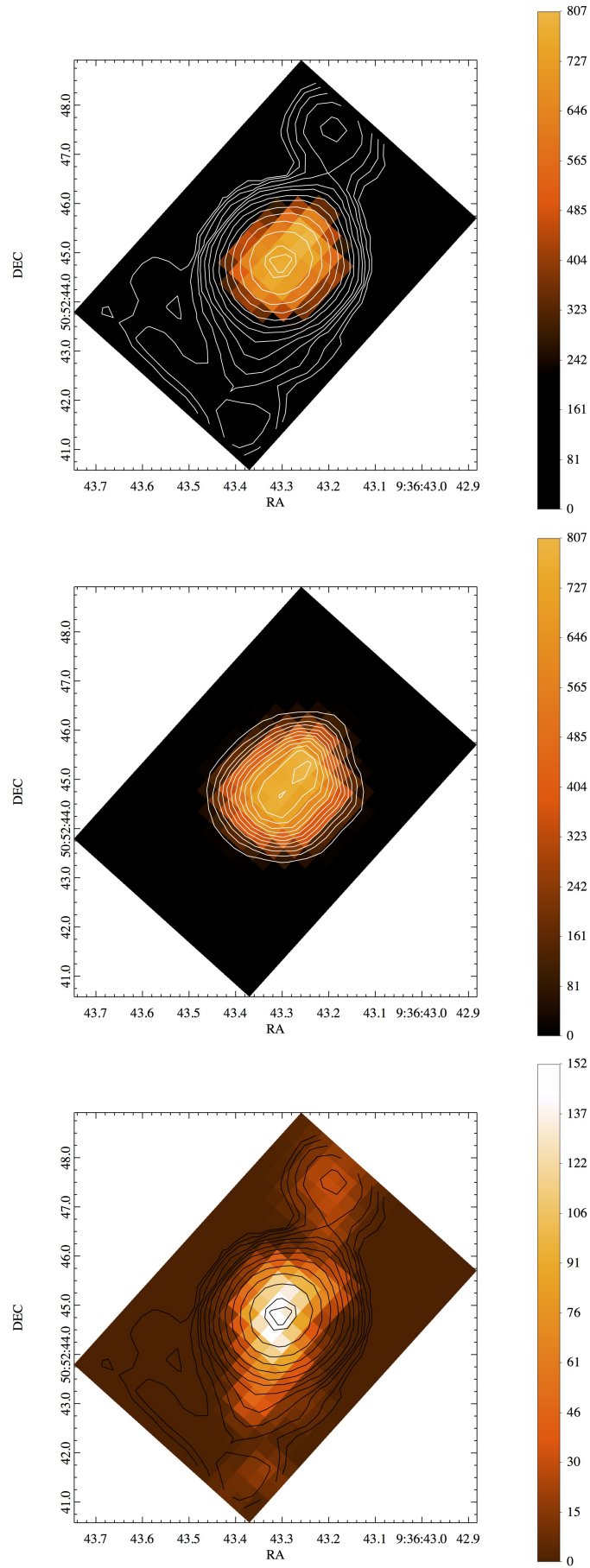


Figura 61: Mapas de dispersión de velocidades de H β total, componente ancha y angosta. Las unidades se encuentran en km s^{-1} .

Dispersión de velocidades (cont.)

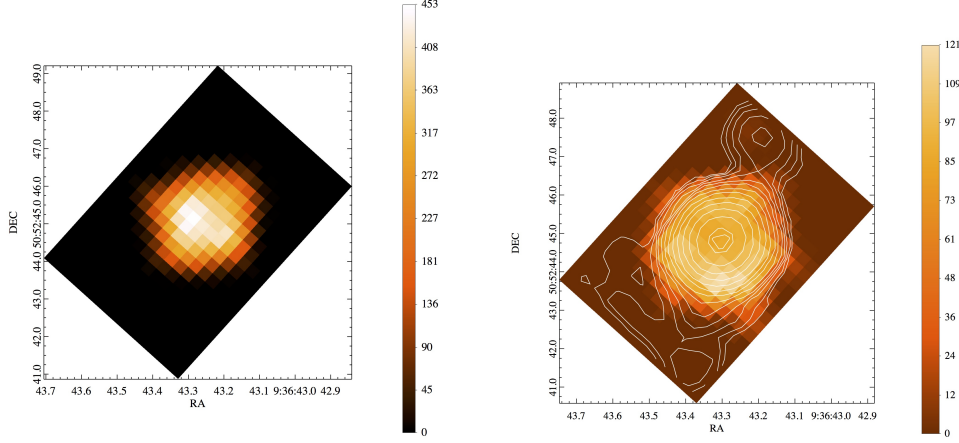


Figura 62: Mapas de dispersión de velocidades de las componentes asimétrica y central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Las unidades se encuentran en km s^{-1} .

normalizadas por el error medio correspondiente a cada componente. Las líneas sólidas en la figura representan los valores medios de dispersión y velocidad, para cada componente, mientras que la línea ancha en gris representa el rango de valores de σ_* medidos a partir del espectro de SDSS ($\Delta\sigma_* = 65 - 150 \text{ km s}^{-1}$). Para la componente ancha de $\text{H}\beta$ obtenemos una velocidad media de 66 km s^{-1} y una dispersión de velocidades media de 709 km s^{-1} , mientras que para la componente angosta la velocidad media es de 51 km s^{-1} y la dispersión de velocidades media es 85 km s^{-1} . Tanto las componentes anchas como angostas de $\text{H}\beta$ parecen estar distribuidas uniformemente alrededor de la velocidad sistémica con la componente ancha, mientras que la dispersión de velocidades abarca un rango mucho más amplio de valores.

Con respecto a $[\text{OIII}]$, se observa una tendencia radial negativa en la componente asimétrica de la línea $[\text{OIII}]$ para la velocidad y la dispersión de la velocidad (ver esquema Fig. 63, abajo). Esta componente muestra principalmente valores de alta dispersión de velocidad y valores negativos de velocidad respecto a la velocidad sistémica. Por otro lado, la componente angosta de $[\text{OIII}]$ se distribuye uniformemente alrededor de la velocidad sistémica, con valores absolutos bajos de velocidad. En el caso de la velocidad media de la componente central de $[\text{OIII}]$, la misma es de -3 km s^{-1} y la dispersión de velocidad media es 99 km s^{-1} . Para la componente asimétrica, la velocidad media es de 335 km s^{-1} y la dispersión de velocidad media es de 374 km s^{-1} .

Esta tendencia radial negativa observada en la componente asimétrica de $[\text{OIII}]$, con valores tan diferentes de la velocidad sistémica, sugiere la existencia de polvo oscureciendo un flujo saliente originado en el AGN, es decir, outflows, cuya velocidad decrece radialmente. Luego, los valores de la velocidad y dispersión de velocidad se vuelven comparables con la velocidad sistémica y σ_* respectivamente. Por otro lado, tanto la componente central de $[\text{OIII}]$ como la angosta de $\text{H}\beta$, al presentar un rango de valores tanto positivos como negativos y una relativamente baja dispersión de velocidades, son consistente con un patrón de rotación.

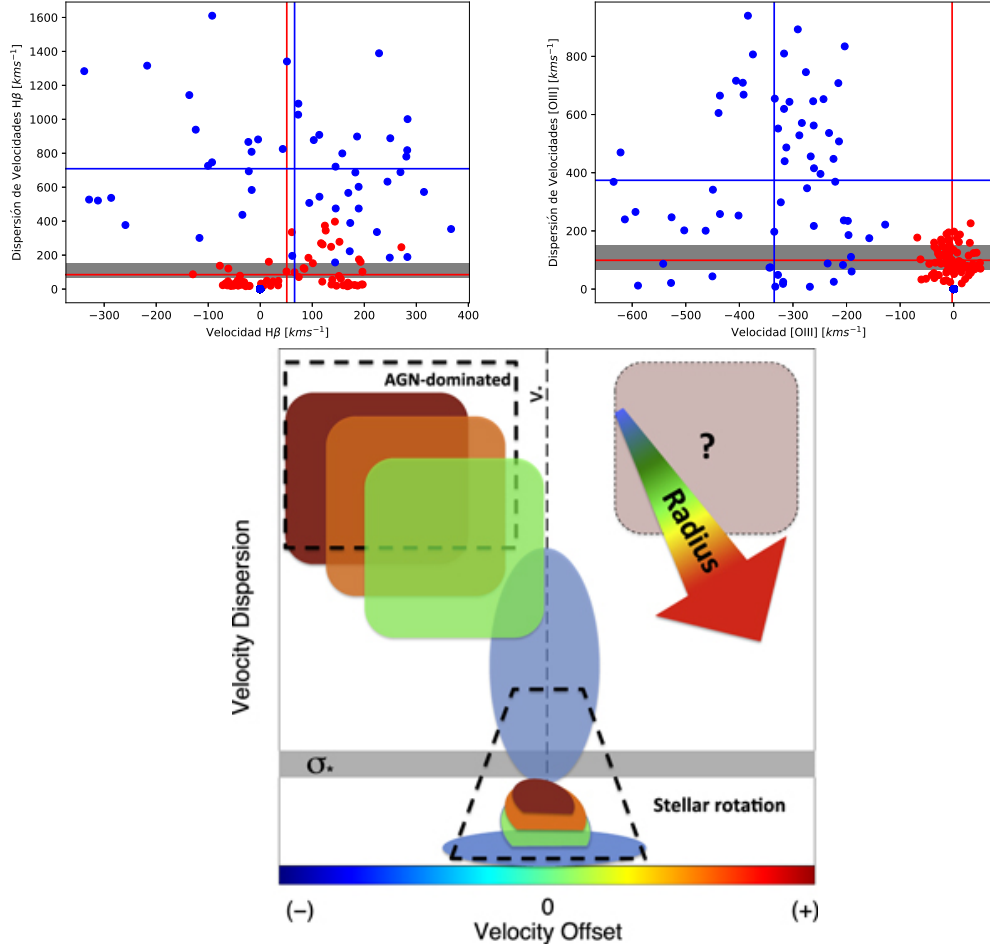


Figura 63: Diagrama VVD para $H\beta$ (izquierda) y $[OIII]\lambda 5007$ (derecha). En azul se presentan los valores correspondientes a la componente ancha (asimétrica) y en rojo a la componente angosta (central). Sombreado en gris se graficó el rango de valores de σ_* medidos para esta galaxia a partir del espectro de SDSS. Abajo: esquema explicativo del diagrama VVD, extraído de Karouzos, Woo y Bae, 2016. La flecha indica la tendencia observada de menor velocidad y dispersión de velocidades a mayor distancia del núcleo. Las líneas punteadas denotan diferentes regiones del diagrama VVD, donde parecen dominar diferentes procesos. Las regiones coloreadas denotan diferentes clases de actividad en el diagrama BPT: Seyfert en rojo, Liner en cyan, compuestas en rosa y de formación estelar en azul.

El outflow

Todo lo expresado en las secciones anteriores nos permite concluir que estamos en presencia de un outflow. En la presente sección trataremos de caracterizar las propiedades de dicho outflow hasta donde nos permitan nuestros datos. Finalmente, en la discusión (Sec.7.4) analizaremos los posibles efectos del outflow en la evolución de la galaxia anfitriona.

Existen muchas maneras en la literatura de estimar el radio de un outflow (e.g., Crenshaw y Kraemer, 2000; McElroy y col., 2015; Riffel, Storch-Bergmann y Riffel, 2014; Rupke y Veilleux, 2013; Sharp y Bland-Hawthorn, 2010; Storch-Bergmann y col., 2010). Distintos autores, con diferentes recursos observacionales, recurren a diferentes técnicas utilizando el flujo de las líneas de H β total, la componente ancha de H β , el flujo total de [OIII] o sólo su componente ancha, o la componente ancha de H α . Considerar sólo el flujo de alguna de estas líneas tiene el inconveniente de estar limitados por la S/N en lugar de la inexistencia física de alguna de las componentes cinemáticas (el outflow). En el caso de H β y H α tenemos el problema de la contaminación por la BLR en el primer caso, y de la formación estelar en el caso de H α donde los fuertes vientos estelares de potentes *starburst* pueden contribuir en forma sustancial a aumentar el FWHM de las líneas.

Con lo expresado anteriormente queda claro que la mejor forma de estimar la extensión del outflow es mediante la línea de emisión del [OIII]. No obstante, este outflow podría extenderse más allá del límite de detección de la componente asimétrica, lo cual solamente indicaría que su diferencia en velocidad radial con respecto a la componente angosta ha quedado debajo de nuestra resolución instrumental, y por lo tanto, no resuelta. Por ello, es importante contar con otro elemento que nos permita identificar el comportamiento del gas. En algunos casos, contar con la cinemática estelar puede ser de suma importancia. Nuestros datos no nos permitieron esta medición (ausencia de absorciones con una S/N mínima para realizar la cinemática estelar) pero el meticuloso ajuste de diferentes componentes realizado en la región central nos permite identificar la zona del campo donde la cinemática del outflow (turbulenta) deja lugar a la rotación discoidal. En la figura 64 podemos ver a la izquierda el mapa de la componente ancha de [OIII] λ 5007 en donde hemos marcado con un círculo blanco el radio máximo de detección de esta componente. Al superponer dicho círculo en el mapa de velocidad de la componente angosta de H β (Fig. 64, derecha) queda claro que a partir de este radio, el comportamiento de la componente angosta pasa a ser el esperado por una rotación en torno al potencial de la galaxia anfitriona, mientras que dentro de dicho radio la rotación no es tan clara. Esto indicaría que el círculo blanco marca la zona, no donde dejamos de detectar la componente angosta de H β sino donde el efecto del outflow deja de ser importante, y el potencial de la galaxia es el que gobierna el movimiento del gas de la región central.

De esta manera determinamos un radio de $(1,6 \pm 0,3)$ Kpc para el outflow de la galaxia SDSSJ093643.13+505249.6.

Finalmente, el análisis de la figura 64 (derecha) nos permite estudiar un aspecto importante de la morfología de los outflows. Los primeros estudios (e.g., Crenshaw y col., 2010; Das y col., 2006; Storch-Bergmann, Wilson y Baldwin, 1992) consideraban los outflows como emisiones cónicas de gas ionizado. Una morfología particular consistía en regiones de emisión esféricas. Sin embargo, muchos traba-

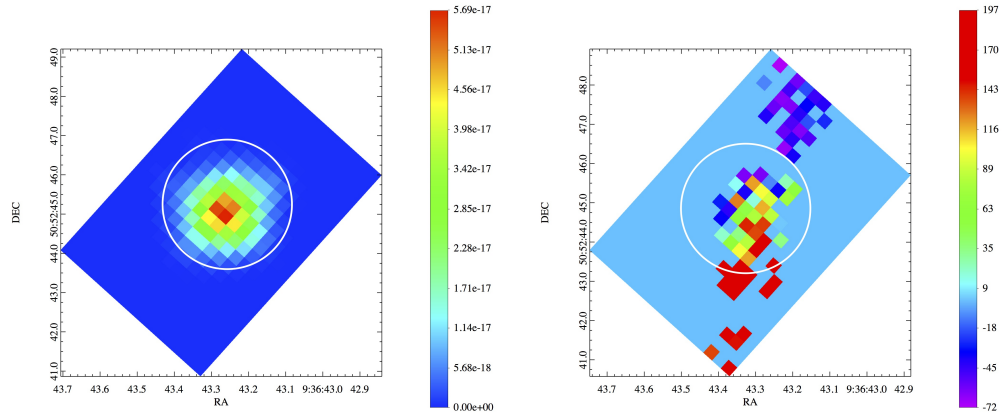


Figura 64: (Izquierda) Mapa de flujo de la componente ancha de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ con un círculo blanco indicando la extensión máxima de su detección (radio del outflow). (Derecha) Mapa de velocidad radial de la componente angosta de $\text{H}\beta$ y la misma circunferencia de la izquierda.

jos de los últimos años se vuelcan hacia los outflows cónicos como una excepción y no la regla (Freitas y col., 2018; Schmitt y col., 2003). Si bien la demografía de outflows requiere de muchos más estudios para tener una estadística concluyente, determinar la morfología del outflow sin información de la inclinación no es tarea sencilla. En nuestro caso llama la atención que en las regiones interiores al outflow (Fig. 64, derecha) pueda distinguirse, si bien con bastante ruido, un leve patrón de rotación con dos regiones azul y roja separadas por un eje menor cinemático verde. Un outflow totalmente esférico alteraría la rotación hasta el radio determinado anteriormente. Es probable que estemos en presencia de un outflow cónico visto en la dirección del eje del mismo (ver Fig. 65). De esta manera, en la región más externa del cono estaríamos viendo la superposición de dos componentes cinemáticas diferentes: una turbulenta reflejada en el componente ancha de $[\text{OIII}]$ y dominada por los vientos del disco de acreción del AGN, y otra en rotación discoidal reflejada en la componente angosta de $\text{H}\beta$.

DISCUSIÓN

En esta sección discutiremos las implicancias de nuestro resultados acerca de la geometría de los outflows y la importancia del método elegido para restringir el tamaño estimado de los outflows y su tiempo de vida.

Una correcta decomposición de las líneas de emisión y la subsiguiente identificación de las diferentes componentes cinemáticas, junto a la estimación del tamaño del outflow, son cruciales para determinar de manera certera la masa del gas ionizado en el outflow. Las componentes del outflow se ven más claramente separadas de las componentes afectadas por el potencial gravitatorio en el diagrama VVD (ver Figura 63), el cual es una herramienta muy útil para visualizar las diferentes componentes cinemáticas. Aquí, encontramos que el $[\text{OIII}]$ en los spaxels centrales presenta una alta dispersión de velocidades y un alto corrimiento de velocidad, indicativa de una región dominada por el outflow, mientras que las regiones dominadas por la gravedad están separadas encontrándose en el régimen de baja dispersión de velocidades.

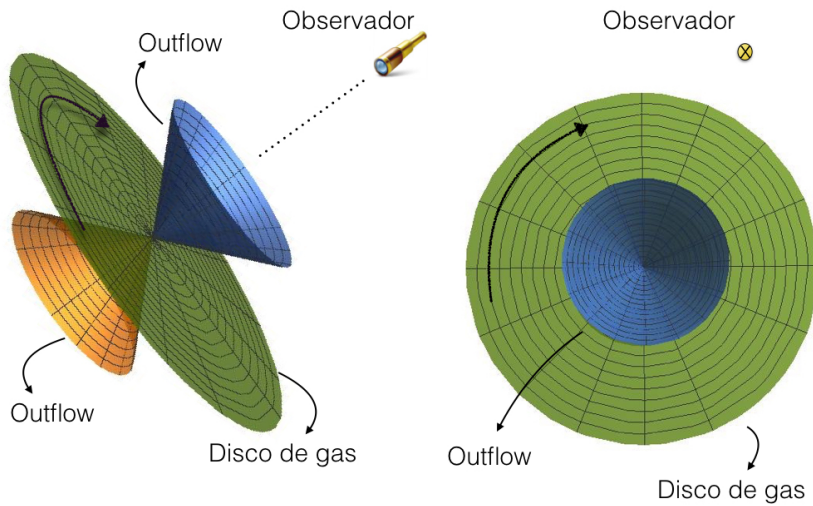


Figura 65: Modelo de outflow.

La ausencia de puntos en la esquina superior derecha en el diagrama VVD para [OIII], nos da una restricción en la geometría y oscurecimiento del outflow. Esperamos encontrar algo de oscurecimiento debido al polvo, debido al evidente disco de rotación en la componente angosta de $H\beta$, la cual seguiría la cinemática estelar. Junto con un outflow bi-cónico, esto podría explicar la emisión observada predominantemente corrida hacia el azul de [OIII] (e.g., Bae y Woo, 2014, 2016; Liu y col., 2013; Woo y col., 2016). Dada la predominancia de AGNs con emisión de [OIII] con asimetrías hacia el azul (e.g., Woo y col., 2016), esto podría implicar la preferencia de fuertes outflows impulsados por el AGN a ocurrir en sistemas con discos estelares y de gas en sus regiones centrales.

Como mencionamos en la sección 7.3.5, determinar el tamaño del outflow no es tarea sencilla y se ha encarado de diferentes maneras en la literatura. Algunos estudios previos se basaron solamente en mediciones basadas en el flujo, utilizando e.g., [OIII] para definir el tamaño de la región dominada por outflow (e.g., Bennert y col., 2006; Greene y col., 2011; Harrison y col., 2014; Liu y col., 2013; Nesvadba y col., 2006). De manera alternativa, algunas consideraciones simplificadas de la cinemática también fueron incluidas en el cálculo del tamaño del outflow, como por ejemplo solamente midiendo el tamaño de la componente ancha de [OIII] (e.g., Brusa y col., 2015; Carniani y col., 2015; McElroy y col., 2015; Rodríguez Zaurín y col., 2013). Sin embargo, el tamaño en el que estamos interesados es el de la región donde la cinemática del gas ionizado se encuentra dominada por el outflow impulsado por el AGN. De esta manera obtenemos un radio para el outflow de ~ 1.6 Kpc, con la mayor parte de la cinemática extrema confinada en el Kpc central, por lo que el impacto del outflow en la galaxia parece ser limitado. Es por esto que aún no podemos dilucidar cómo se pueden depositar considerables cantidades de energía, a escalas de la galaxia, que puedan inhibir la formación estelar o expulsan el gas de la galaxia.

En el capítulo 6 exploramos la extensión de la NLR tomando para esto la relación de Schmitt y col., 2003 (ver ec. 27). Para esta relación se asume que la luminosidad de [OIII] puede ser utilizada en reemplazo de la luminosidad del continuo nuclear, como se indica a partir de la correlación bien establecida por varios autores entre la línea de emisión y la intensidad del continuo (e. g., Cid Fernandes y col., 2001b; Shuder, 1981; Yee, 1980). Por medio de esta relación, obtenemos para nuestra galaxia $R_{\text{NLR}} = 330$ pc. Entonces la línea de [OIII], y por consiguiente los vientos, tendrían su origen en una pequeña región central los cuales se expandirían por fotoionización. En este escenario, el gas del medio se puede calentar hasta 10^6 K debido a la actividad del AGN, por medio de fotoionización y calentamiento de Compton (e. g., Kim y col., 2011). Esto causaría que el gas se expanda y pueda llegar a escapar la galaxia. A través de la presión de radiación, los fotones pueden empujar de manera directa el material. Sin embargo, debido a su menor sección eficaz el efecto en el gas ionizado sería menor, por lo que este efecto estaría limitado a la vecindad del AGN donde el flujo de fotones es más fuerte.

El tiempo de actividad de un AGN es aún un tema de debate. Hay dos líneas principales que han sido exploradas: (a) un bajo porcentaje de galaxias se convierten en quasars y son alimentadas continuamente, manteniéndose activas por Gyrs, o (b) un agujero negro super masivo existe en casi todas las galaxias, pero tienen periodos de actividad de tan sólo 10^7 años. Con la primera hipótesis, deberían existir agujeros negros con masas 100 veces mayores que el máximo observado y con tasas de acreción mucho menores que el cociente de Eddington, lo cual se contradice con la evidencia (e. g., Cavaliere y Padovani, 1989). De esta manera, se favorecen modelos con ciclos de actividad de $\sim 4 \times 10^7$ años, en los cuales muchas galaxias deberían hoy tener un agujero negro sin actividad (Haehnelt y Rees, 1993).

Si consideramos la velocidad para la asimetría total determinada a partir del espectro de SDSS para esta galaxia de $\Delta v = -1447 \text{ km s}^{-1}$, daría una edad para el outflow de 1.08×10^6 años. No obstante, a partir de nuestra estimación de la extensión del outflow y de los gradientes de velocidad medidos, podemos estimar el tiempo de duración del outflow el cual podemos relacionar con el tiempo de actividad del AGN. Sin embargo, nuestra observación IFU nos permite determinar con mayor precisión este valor. Si tomamos una aproximación esférica para el radio del outflow ($R = 1600$ pc) y un gradiente de velocidad para los spaxels centrales de $\Delta v = -600 \text{ km s}^{-1}$, esto nos da un tiempo de expansión del outflow $t = 8.2 \times 10^{13}$ segundos $= 2.6 \times 10^6$ años. Dado que nuestro modelo para el outflow es en realidad cónico, el valor para el tiempo de expansión obtenido sería un límite inferior.

Este resultado implica que el tiempo de actividad del AGN y la escala del outflow están relacionados. Dado que el tiempo de vida del AGN está dado por la extensión máxima que pueda tener el outflow, la actividad nuclear cesará luego de producida dicha extensión, a menos que exista algún otro mecanismo que le transfiera energía al núcleo. Por lo que posiblemente no le quede mucho tiempo más de vida al AGN, y esta será la extensión del outflow cuando se “apague” el AGN. En la Figura 66 presentamos el perfil radial para esta galaxia, medido de la imagen en banda r con el instrumento GMOS. Un análisis preliminar nos permite decir que el bulge alcanza los 1.16 arcsec centrales o 1.25 Kpc en escala espacial. De esta manera, podríamos decir que el outflow alcanzaría a cubrir el bulge de la

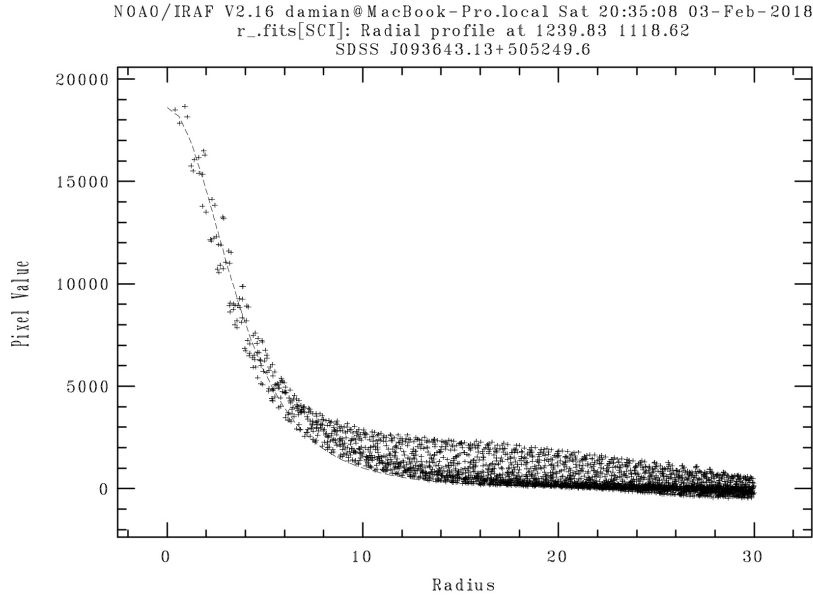


Figura 66: Perfil radial obtenido de la imagen GMOS en banda r.

galaxia en un ciclo de actividad del AGN.

Finalmente, sabemos por Beckmann y Shrader, 2012 que el outflow es capaz de afectar (y posiblemente eyectar) hasta el $\sim 10\%$ del material del bulge. No podemos estimar cómo esto impacta en la evolución del bulge pero sí que un vínculo entre esta evolución y un ciclo de actividad del agujero negro central no parece algo tan difícil de establecer. Quizás esto pueda iluminar la oscuridad reinante en torno a la relación $M-\sigma$, lo cual se lograría solamente con más observaciones espacialmente resueltas (IFU) de más objetos a diferentes inclinaciones.

Parte III

CONCLUSIONES

CONCLUSIONES

El presente trabajo estuvo motivado en la determinación del continuo no-estelar en núcleos galácticos activos. Para ello, nos centramos en un tipo particular de objetos, las galaxias Narrow-Line Seyfert 1 (NLS1), por presentar éstas algunas características peculiares dentro del fenómeno de actividad en galaxias.

En una primera parte, describimos la actividad nuclear en galaxias y las particularidades de las NLS1. Posteriormente, describimos el método utilizado para estudiar tanto el continuo no-estelar nuclear como el contenido estelar de las galaxias huésped de los AGN. La herramienta utilizada para tal fin fue la síntesis espectral. Incorporamos una componente del tipo ley de potencia a la base “estándar” de poblaciones estelares, a fin de obtener tanto la forma como la contribución del continuo no-estelar. Aplicamos este método a una muestra estadísticamente completa de 131 NLS1 hasta una distancia de $z=0.1$. Finalmente, estudiamos en detalle la dinámica del gas en la galaxia SDSSJ093643.13+505249.6 haciendo uso de la espectroscopía de campo integral con el telescopio Gemini.

Nuestros resultados pueden resumirse como:

- La distribución de índices espectrales presenta un valor medio de $\beta = -1.7 \pm 0.6$, estando este valor de acuerdo con el encontrado por diferentes autores para BLAGNs aunque con mayor dispersión en su distribución. La fracción de contribución al flujo observado en NLS1 proveniente de la componente no-estelar es de $F_{PL} = 0.6 \pm 0.2$.
- Aplicamos el mismo procedimiento a una muestra de galaxias con poca contribución al espectro proveniente del AGN (como es el caso de Seyfert 2) y otra muestra con una alta contribución al espectro observado de la componente no-estelar (QSOs) y obtuvimos medianas de índices espectrales de -0.5 y -1.7 , respectivamente. En el caso de la contribución al flujo proveniente de la componente no-estelar las medianas fueron $F_{PL} = 2\%$ para las galaxias Seyfert 2 y de $F_{PL} = 91\%$ para los QSOs.
- La distribución de edades para las galaxias NLS1 abarca el rango entre $10^{6.6}$ y $10^{9.8}$ años. Sin embargo, la mayoría de las galaxias en nuestra muestra no muestran indicios de poblaciones jóvenes i. e., menores a 1.4×10^9 años. Esta tendencia a poblaciones estelares principalmente viejas, puede explicarse debido a un efecto de apertura y al hecho de que estamos observando el bulge de la galaxia.
- Las metalicidades de estos objetos son en general subsolares, con un valor medio de $\langle Z_*/Z_\odot \rangle = 0.6 \pm 0.2$.
- Las mediciones y descomposición de los perfiles de las líneas de emisión nos permitieron estudiar los rangos de velocidades involucrados en la NLR y BLR. Como es de esperar, la dispersión de velocidades de la NLR es de algunos cientos de km s^{-1} , mientras que en la BLR se ven velocidades típicas

para la mayoría de las galaxias activas que van desde los $\sim 900 \text{ km s}^{-1}$ a los 4500 km s^{-1} .

- En 99 galaxias de la muestra ($\sim 76\%$) se detectó una componente asimétrica en la línea $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Esta componente presenta una distribución de velocidades entre ~ 170 y 1600 km s^{-1} , con una mediana de 599 km s^{-1} . La componente central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ presenta valores de velocidad acordes con los esperables para la NLR, siendo entre 73 y 527 km s^{-1} los valores encontrados de velocidades, con mediana de 208 km s^{-1} .
- Encontramos que el cociente de flujos R_{4570} abarca un rango entre 0.15 y 2 , con mediana de 0.74 .
- Encontramos una correlación débil, pero significativa, entre la diferencia de velocidades radiales de la componente asimétrica y la central de $[\text{OIII}]\lambda 5007$ y el FWHM de la componente asimétrica. Esta correlación ($r=-0.34$ y $p\text{-value}=0.0005$) sugiere que mientras más rápido se mueve el “outflow” a través del medio, el gas se vuelve más turbulento.
- Parecería encontrarse una relación entre la BLR y la NLR dada por R_{4570} y $[\text{OIII}]\lambda 5007$. Existe una débil anti-correlación entre el corrimiento al azul de $[\text{OIII}]$ con respecto a $\text{H}\beta$ y R_{4570} ($r=-0.33$). Además, se confirma que la anti-correlación entre R_{4570} y el $\text{EW}[\text{OIII}]$, conocido como el plano EV1 , es también válida para galaxias NLS1 .
- Con respecto a la luminosidad de la componente ancha de $\text{H}\beta$, encontramos un excelente acuerdo entre la misma y F_{PL} ($r=0.72$) y también con la luminosidad total del continuo en 5100 ($r=0.79$).
- Las masas de agujeros negros, estimadas a partir de la luminosidad y ancho de la componente ancha de $\text{H}\beta$, abarcan el rango en $\log(M_{\text{BH}}/M_{\odot})=5.6 - 7.5$, lo cual las sitúa en el límite inferior de masas de agujeros negros centrales de galaxias. Verificamos la relación $M-\sigma_*$, tomando las masas de agujeros negros centrales así medidas y estimando las dispersiones de velocidades estelares a partir de diferentes métodos. Obtenemos que las galaxias NLS1 , sí siguen la relación $M-\sigma_*$ para galaxias normales.
- Comparamos las masas de agujeros negros de nuestra muestra con la F_{PL} y encontramos una correlación entre ellas con $r=0.59$.
- En acuerdo con resultados previos de otros autores, tenemos una clara anti-correlación entre el cociente de Eddington y la masa de agujero negro ($r=-0.59$), indicando que los agujeros negros de menor masa están creciendo más rápido que aquéllos más masivos.
- Se llevaron a cabo observaciones con el telescopio Gemini utilizando GMOS-IFU, de la galaxia $\text{SDSSJ}093643.13+505249.6$. Esta galaxia fue seleccionada de nuestra muestra de 131 NLS1 debido a su notable corrimiento al azul de la línea $[\text{OIII}]\lambda 5007$ con respecto a $\text{H}\beta$ y la fuerte diferencia de velocidades radiales entre la componente central y la asimétrica de $[\text{OIII}]$, siendo estas propiedades características de un fuerte viento (outflow) en la región central de la galaxia.

- A partir de las observaciones en el modo GMOS-IFU, realizamos mapas de flujo, velocidad radial y dispersión de velocidades para las líneas de emisión H β y [OIII] λ 5007. Por medio de estas mediciones, estimamos el radio del outflow en esta galaxia en ~ 1.6 Kpc, con un tiempo de vida de aproximadamente 2.6×10^6 años.
- Con relación al punto anterior podemos decir que, los fuertes vientos observados generalmente en NLS1 pueden alcanzar a cubrir un radio similar al del bulge de su galaxia, en un tiempo equivalente al estimado de actividad del AGN.

De todo esto surge un escenario de alta actividad en las regiones centrales de los NLS1 debido a las altas tasas de acreción asociadas a relativamente bajas masas de agujeros negros centrales, y a un alto porcentaje de la contribución no-estelar. Complementa este esquema la inclusión de “outflows” afectando de alguna manera la NLR y el bulge de la galaxia (posiblemente inhibiendo la formación estelar) en objetos con alta tasa de acreción.

PUBLICACIONES

Gran parte de los resultados e ideas presentadas en esta tesis se encuentran publicados en los siguientes trabajos:

2018 - Asymmetric emission of the [OIII] λ 5007 profile in narrow line Seyfert 1 galaxies

Schmidt, E. O.; Oio, G. A.; Ferreiro, D.; Vega Neme, L.; Weidman, W.
arXiv:1802.00072v1 [astro-ph.GA], A&A Forthcoming article.

2018 - I. Analysis of candidates for interacting galaxy clusters

E. J. Gonzalez, M. de los Rios, G. A. Oio, D. Hernández Lang, T. Paez Tagliaferro, M. J. Domínguez R., J. L. Nilo Castellón, H. Cuevas L., C. A. Valotto
arXiv:1801.01498v2 [astro-ph.CO], A&A, Forthcoming article.

2017 - Characterization of the continuum and kinematical properties of nearby NLS1

Oio, G. A.; Vega Neme, L., Ferreiro, L.; Schmidt, E. O.
MNRAS (MN-17-0763-MJ), en referato.

2017 - Gemini GMOS IFU spectroscopy of the NLS1 galaxy

SDSSJ093643.13+505249.6

Oio, G. A.; Schmidt, E. O.; Mast, D.; Vega Neme, L., Ferreiro, L.
MNRAS, en preparación.

2016 - Spectral nuclear properties of NLS1 galaxies

Schmidt, E. O.; Ferreiro, D.; Vega Neme, L.; Oio, G. A.
A&A, 596, A95

2016 - VizieR Online Data Catalog: Spectral nuclear properties of NLS1 galaxies (Schmidt+, 2016)

Schmidt, E. O.; Ferreiro, D.; Vega Neme, L.; Oio, G. A.
VizieR On-line Data Catalog: J/A+A/596/A95.

2016 - Analysis of interacting and isolated quasars

Donoso, L.; Alonso, M. V.; García Lambas, D.; Coldwell, G.; Schmidt, E.; Oio, G.
A&A (AA/2016/29407), en referato.

2015 - Cinemática de la región nuclear de la galaxia activa SDSSJ

093643.13+505249.6 obtenida con GMOS-IFU

Oio, G.; Vega Neme, L.; Schmidt, E.; Ferreiro, D.

Actas del Congreso 15 Años de Ciencia con Gemini en Argentina

2014 - Characterizing the continuum in Narrow Line Seyfert 1 galaxies

Oio, G.; Vega Neme, Luis; Schmidt, E.; Ferreiro, D.

2014, RMxAC, 44, 194

ÍNDICE DE FIGURAS

Figura 1	Espectro óptico de la galaxia M77 (NGC 1068)	4
Figura 2	Espectro óptico de la galaxia 3C 273	5
Figura 3	Luminosidad de un quasar	6
Figura 4	Espectro óptico de un objeto BL Lac	8
Figura 5	Espectro óptico de una galaxia LINER	9
Figura 6	Espectros ópticos de una galaxia Seyfert 1 y Seyfert 2	10
Figura 7	Espectro óptico de una región de HII	11
Figura 8	Figura 1 de Antonucci (1985)	12
Figura 9	Esquema del modelo unificado	14
Figura 10	Variedad de espectros que podrían ser explicados según las distintas direcciones a la visual, por el modelo unificado.	15
Figura 11	Imágenes en la banda 6030 Å de dos NLS1, extraídas de NASA Extragalactic Database (NED)	20
Figura 12	Relación de Tremaine	22
Figura 13	Relación M_{BH} vs $\sigma_{[\text{OIII}]}$	22
Figura 14	Ambientes y fracción de barras en NLS1	24
Figura 15	Distribución de la magnitud absoluta en banda r (izquierda) y del redshift (derecha) para la muestra de 131 NLS1.	31
Figura 16	Distribución de la relación S/N (izquierda) y del χ^2 para nuestra muestra.	43
Figura 17	descomposición en Gaussianas y ajuste del Fe II para la galaxia 2MASX J01464481-0040426. El espectro observado se presenta en unidades arbitrarias (línea gruesa), ajuste del Fe II y componentes Gaussianas obtenidas con LINER en línea fina. El espectro residual se muestra en el panel inferior.	45
Figura 18	Ejemplos de galaxias NLS1 con notorias líneas de absorción. En línea solida se presenta el espectro observado y en línea punteada el espectro sintético de STARLIGHT.	46
Figura 19	Número de AGNs en función de z. Figura extraída de Francis, 1993	50
Figura 20	Ajustes de NLS1	51
Figura 21	Betas	52
Figura 22	F_{PL} vs β	53
Figura 23	Arriba: Descomposición espectral del espectro combinado mediante media geométrica. Las diferentes componentes del ajuste están representadas como en la Figura 20. Abajo: Espectro residual.	54
Figura 24	Betas	55
Figura 25		56
Figura 26	Izquierda: Distribución de edad media pesada por flujo (línea solida) y por masa (línea punteada). Derecha: Distribución de la metalicidad media pesada por flujo y por masa.	58

- Figura 27 Distribuciones de los porcentajes de X_y , X_i y X_o con respecto al flujo total. 59
- Figura 28 Izquierda: Distribución de EW de la línea Ca II K. Derecha: Relación entre la contribución al flujo total de las poblaciones jóvenes más el continuo no estelar y el EW Ca II K. 60
- Figura 29 Relación entre la fracción de contribución al espectro observado por parte del continuo no-estelar, obtenido por STARLIGHT (F_{PL}) y el obtenido por Zhou y col., 2006b (FC). En línea solida está representada la función identidad. 61
- Figura 30 Distribuciones de FWHM de: la componente ancha $H\beta^b$ (arriba a la izquierda), la componente delgada $H\beta^n$ (arriba a la derecha), la componente asimétrica (ca) de $[OIII]\lambda 5007$ (abajo a la izquierda) y la componente central (cc) de $[OIII]\lambda 5007$ (abajo a la derecha). Todos los FWHM están en unidades de km s^{-1} y han sido desafectados por el ancho instrumental. 64
- Figura 31 Distribución del corrimiento al azul de $[OIII]$ relativo a $H\beta$ (Δv) en km s^{-1} 67
- Figura 32 Distribución de la diferencia de velocidades entre la componente asimétrica y la componente central de $[OIII]\lambda 5007$ en km s^{-1} 67
- Figura 33 Diferencia de velocidades entre el centro de la componente asimétrica y la central de la línea $[OIII]\lambda 5007$, versus el FWHM de $[OIII]_{ac}$ (Izquierda) y el FWHM de $[OIII]_{cc}$ (derecha), las unidades son en km s^{-1} 68
- Figura 34 Izquierda: Esquema del ala azul de $[OIII]\lambda 5007$ parametrizada como Asimetría total, Derecha: Distribución de la asimetría total de $[OIII]$. 69
- Figura 35 Izquierda: Relación entre el corrimiento al azul (Δv) y R_{4570} . Derecha: Relación entre la pendiente del continuo no-estelar y R_{4570} . 70
- Figura 36 Fracción de contribución al espectro por la componente no-estelar versus la luminosidad de la componente ancha (panel de la izquierda) y angosta (panel de la derecha) de $H\beta$. 71
- Figura 37 Luminosidad de la componente ancha de $H\beta$ contra FWHM de $H\beta^b$ (izquierda) y contra la luminosidad en el continuo en 5100 (derecha). 72
- Figura 38 Luminosidad de la componente ancha (fila superior) y angosta (fila inferior) de $H\beta$ contra la luminosidad de la componente asimétrica (izquierda), central (medio) y total (derecha) de $[OIII]\lambda 5007$. 73
- Figura 39 Cociente R_{4570} contra el logaritmo del ancho equivalente de $[OIII]\lambda 5007$ total, componente central (cc) y componente asimétrica. 74
- Figura 40 Luminosidad total de la línea de emisión $[OIII]\lambda 5007$ contra el cociente R_{4570} . 75
- Figura 41 Izquierda: Cociente entre el flujo total de las líneas $[OIII]\lambda 5007$ y $H\beta$. Derecha: FWHM de la componente ancha de $H\beta$ versus el cociente de flujos $[OIII]/H\beta$. 76

Figura 42	Comparación entre los valores encontrados para R_{4570} por Zhou y col., 2006b y los medidos en este trabajo, para los mismos objetos. 76
Figura 43	Distribución de masas de agujeros negros centrales. 80
Figura 44	Ejemplo de espectro ajustado con pPXF, en la región del CaT. En negro se muestra el espectro observado, en rojo el ajuste y en verde los residuos. El flujo se encuentra en unidades arbitrarias. 82
Figura 45	Relación entre la masa de agujero negro y la dispersión de velocidades estelares medida por el triplete del Calcio (σ_{CaT}), σ_* obtenida a partir de STARLIGHT y $\sigma_{[OIII]}$ de la componente central de $[OIII]\lambda 5007$. La línea sólida representa la relación de Tremaine y col., 2002 para galaxias normales. 83
Figura 46	Fracción de componente no-estelar versus masa del agujero negro. 83
Figura 47	Cociente de Eddington versus masa del agujero negro. 84
Figura 48	85
Figura 49	Distribución de valores para luminosidad de $[OIII]\lambda 5007$ (izquierda) y radio estimado de la NLR (derecha). 86
Figura 50	Cociente de la dispersión de velocidades del gas ($\sigma_{[OIII]}$) sobre la dispersión de velocidades estelar (σ_{CaT}) en función del redshift. 87
Figura 51	Imagen en falso color con las bandas g, r y i, la escala es de $0''.1/\text{pixel}$. Imagen extraída de SDSS DR14. 90
Figura 52	Ajuste en componentes Gaussianas para el espectro extraído de SDSS de la galaxia SDSSJ093643.13+505249.6. El flujo se encuentra en unidades arbitrarias. 91
Figura 53	Imágen de ejemplo del FoV observado, con el campo mostrando el flujo integrado en la región del continuo sombreada en el espectro de abajo. El espectro corresponde a la extracción de un sólo spaxel central. 93
Figura 54	Campo de visión (FoV) del IFU de GMOS (rectángulo blanco) indicando la región de observación, superpuesto a imagen falso color construida a partir de imágenes GMOS en bandas g, r y $[OIII]$. Se muestran los espectros integrados en aperturas de $3''$ de diámetro en regiones características del campo: nuclear, a ambos lados del núcleo sobre la barra, y al N-E de la barra, una zona con baja S/R. 94
Figura 55	Mapa de flujo total $H\beta$. Los contornos superpuestos representan la intensidad en escala logarítmica. El pico de flujo es el que consideramos como núcleo de la galaxia. La escala de la derecha se encuentra en unidades de $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{\AA}^{-1}$. 96
Figura 56	Mapas de Flujo 97
Figura 57	Mapas de Flujo 98
Figura 58	Mapas de velocidad de las componentes ancha, intermedia y angosta (respectivamente) de $H\beta$. Las barras se encuentran en km s^{-1} 100

Figura 59	Mapas de velocidad de las componentes asimétrica, intermedia y angosta (respectivamente) de [OIII] λ 5007. Las barras se encuentran en km s^{-1} 101
Figura 60	(Arriba) Curva de velocidad radial construida a partir del mapa de velocidad de las componentes angostas de H β (rojo) y [OIII] (negro). La línea punteada vertical indica la posición del núcleo de la galaxia. (Abajo) Determinación de la elipticidad de la región central a partir de la imagen GMOS banda r. 103
Figura 61	Mapas de dispersión de velocidades de H β total, componente ancha y angosta. Las unidades se encuentran en km s^{-1} . 104
Figura 62	Mapas de dispersión de velocidades de las componentes asimétrica y central de [OIII] λ 5007. Las unidades se encuentran en km s^{-1} . 105
Figura 63	Diagrama VVD para H β (izquierda) y [OIII] λ 5007 (derecha). En azul se presentan los valores correspondientes a la componente ancha (asimétrica) y en rojo a la componente angosta (central). Sombreado en gris se graficó el rango de valores de σ_* medidos para esta galaxia a partir del espectro de SDSS. Abajo: esquema explicativo del diagrama VVD, extraído de Karouzos, Woo y Bae, 2016 . La flecha indica la tendencia observada de menor velocidad y dispersión de velocidades a mayor distancia del núcleo. Las líneas punteadas denotan diferentes regiones del diagrama VVD, donde parecen dominar diferentes procesos. Las regiones coloreadas denotan diferentes clases de actividad en el diagrama BPT: Seyfert en rojo, Liner en cyan, compuestas en rosa y de formación estelar en azul. 106
Figura 64	(Izquierda) Mapa de flujo de la componente ancha de [OIII] λ 5007 con un círculo blanco indicando la extensión máxima de su detección (radio del outflow). (Derecha) Mapa de velocidad radial de la componente angosta de H β y la misma circunferencia de la izquierda. 108
Figura 65	Modelo de outflow. 109
Figura 66	Perfil radial obtenido de la imagen GMOS en banda r. 111

ÍNDICE DE TABLAS

Tabla 1	Muestra de 131 NLS1 31
Tabla 2	Máscara para NLS1 39
Tabla 3	Tabla extraída de Vanden Berk et al. (2001). Referencias: (1) Vanden Berk et al. 2001; (2) Schneider et al. 2001; (3) Brotherton et al. 2001; (4) Carballo et al. 1999; (5) Natali et al. 1998; (6) Zheng et al. 1997; (7) Francis 1996; (8) Francis et al. 1991; (9) Cristiani & Vio 1990. 50

Tabla 4	Nombre de la galaxia, ascensión recta y declinación (J2000), redshift, magnitud aparente en la banda g y cociente de los semiejes menor y mayor. 91
Tabla 5	Fecha en que fueron tomadas las observaciones, tiempo de exposición y seeing medio de cada noche. 92

BIBLIOGRAFÍA

- Allington-Smith, J., G. Murray, R. Content, G. Dodsworth, R. Davies, B. W. Miller, I. Jorgensen, I. Hook, D. Crampton y R. Murowinski (2002). «Integral Field Spectroscopy with the Gemini Multiobject Spectrograph. I. Design, Construction, and Testing». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 114, págs. 892-912. DOI: [10.1086/341712](https://doi.org/10.1086/341712).
- Antonucci, R.R.J. y J.S. Miller (1985). «Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068». En: *Astrophys. J.* 297, págs. 621-632. DOI: [10.1086/163559](https://doi.org/10.1086/163559).
- Aoki, K., T. Kawaguchi y K. Ohta (2005). «The Largest Blueshifts of the [O III] Emission Line in Two Narrow-Line Quasars». En: *Astrophys. J.* 618, págs. 601-608. DOI: [10.1086/426075](https://doi.org/10.1086/426075). eprint: [astro-ph/0409546](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0409546).
- Bae, H.-J. y J.-H. Woo (2014). «A Census of Gas Outflows in Type 2 Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J.* 795, 30, pág. 30. DOI: [10.1088/0004-637X/795/1/30](https://doi.org/10.1088/0004-637X/795/1/30). arXiv: [1409.1580](https://arxiv.org/abs/1409.1580).
- (2016). «The Prevalence of Gas Outflows in Type 2 AGNs. II. 3D Biconical Outflow Models». En: *Astrophys. J.* 828, 97, pág. 97. DOI: [10.3847/0004-637X/828/2/97](https://doi.org/10.3847/0004-637X/828/2/97). arXiv: [1606.05348](https://arxiv.org/abs/1606.05348).
- Barvainis, R. (1993). «Free-free emission and the big blue bump in active galactic nuclei». En: *Astrophys. J.* 412, págs. 513-523. DOI: [10.1086/172939](https://doi.org/10.1086/172939).
- Baum, W. A. y R. Minkowski (1960). «Observations of a Large Redshift.» En: *Astron. J.* 65, págs. 483-+. DOI: [10.1086/108083](https://doi.org/10.1086/108083).
- Beckmann, V. y C. R. Shrader (2012). *Active Galactic Nuclei*.
- Bennert, N., B. Jungwiert, S. Komossa, M. Haas y R. Chini (2006). «Size and properties of the narrow-line region in Seyfert-1 galaxies from spatially-resolved optical spectroscopy». En: *Astroparticle Physics* 459, págs. 55-69. DOI: [10.1051/0004-6361:20065477](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065477). eprint: [astro-ph/0606367](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0606367).
- Bernardi, M. y col. (2003a). «Early-Type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. III. The Fundamental Plane». En: *Astron. J.* 125, págs. 1866-1881. DOI: [10.1086/367794](https://doi.org/10.1086/367794). eprint: [astro-ph/0301626](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0301626).
- (2003b). «Early-type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. II. Correlations between Observables». En: *Astron. J.* 125, págs. 1849-1865. DOI: [10.1086/374256](https://doi.org/10.1086/374256). eprint: [astro-ph/0301624](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0301624).
- Beuther, H., S. Meidt, E. Schinnerer, R. Paladino y A. Leroy (2017). «Interactions of the Galactic bar and spiral arm in NGC 3627». En: *Astroparticle Physics* 597, A85, A85. DOI: [10.1051/0004-6361/201526749](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201526749). arXiv: [1609.06448](https://arxiv.org/abs/1609.06448).
- Bian, W., Q. Yuan e Y. Zhao (2005). «The blueshift of the [OIII] emission line in narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 364, págs. 187-194. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.09552.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.09552.x).
- Bian, W. e Y. Zhao (2004a). «Black hole masses in narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 352, págs. 823-827. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07967.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07967.x). eprint: [arXiv:astro-ph/0405168](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405168).
- (2004b). «The black hole-bulge relation in active galactic nuclei». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 347, págs. 607-612. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07233.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07233.x). eprint: [astro-ph/0309701](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309701).
- Bolton, J. G. (1948). «Discrete Sources of Galactic Radio Frequency Noise». En: *Nature* 162, págs. 141-142. DOI: [10.1038/162141a0](https://doi.org/10.1038/162141a0).

- Boroson, T. A. (2002). «Black Hole Mass and Eddington Ratio as Drivers for the Observable Properties of Radio-loud and Radio-quiet QSOs». En: *Astrophys. J.* 565, págs. 78-85. DOI: [10.1086/324486](https://doi.org/10.1086/324486). eprint: [arXiv:astro-ph/0109317](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0109317).
- Boroson, T. A. y R. F. Green (1992). «The emission-line properties of low-redshift quasi-stellar objects». En: *Astrophys. J. Suppl.* 80, págs. 109-135. DOI: [10.1086/191661](https://doi.org/10.1086/191661).
- Boroson, T. (2005). «Blueshifted [O III] Emission: Indications of a Dynamic Narrow-Line Region». En: *Astron. J.* 130, págs. 381-386. DOI: [10.1086/431722](https://doi.org/10.1086/431722). eprint: [arXiv:astro-ph/0505127](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505127).
- Boroson, T.A. y J.B. Oke (1987). «Spectroscopy of the galaxy components of N and Seyfert galaxies». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 99, págs. 809-815. DOI: [10.1086/132041](https://doi.org/10.1086/132041).
- Botte, V., S. Ciroi, F. di Mille, P. Rafanelli y A. Romano (2005). «Stellar velocity dispersion in narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 356, págs. 789-793. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08499.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08499.x).
- Brusa, M. y col. (2015). «X-shooter reveals powerful outflows in $z \sim 1.5$ X-ray selected obscured quasi-stellar objects». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 446, págs. 2394-2417. DOI: [10.1093/mnras/stu2117](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2117). arXiv: [1409.1615](https://arxiv.org/abs/1409.1615).
- Bruzual, G. y S. Charlot (2003a). «Stellar population synthesis at the resolution of 2003». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 344, págs. 1000-1028. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x). eprint: [astro-ph/0309134](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309134).
- (2003b). «Stellar population synthesis at the resolution of 2003». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 344, págs. 1000-1028. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x). eprint: [arXiv:astro-ph/0309134](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309134).
- Cameron, M., J. W. V. Storey, V. Rotaciuc, R. Genzel, L. Verstraete, S. Drapatz, R. Siebenmorgen y T. J. Lee (1993). «Subarcsecond Mid-Infrared Imaging of Warm Dust in the Narrow-Line Region of NGC 1068». En: *Astrophys. J.* 419, págs. 136. DOI: [10.1086/173467](https://doi.org/10.1086/173467).
- Cappellari, M. (2017). «Improving the full spectrum fitting method: accurate convolution with Gauss-Hermite functions». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 466, págs. 798-811. DOI: [10.1093/mnras/stw3020](https://doi.org/10.1093/mnras/stw3020). arXiv: [1607.08538](https://arxiv.org/abs/1607.08538).
- Cardelli, J. A., G. C. Clayton y J. S. Mathis (1989). «The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction». En: *Astrophys. J.* 345, págs. 245-256. DOI: [10.1086/167900](https://doi.org/10.1086/167900).
- Cardoso, L. S. M., J. M. Gomes y P. Papaderos (2017). «Impact of an AGN featureless continuum on estimation of stellar population properties». En: *Astron. Astrph.* 604, A99, A99. DOI: [10.1051/0004-6361/201630378](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201630378). arXiv: [1705.04224](https://arxiv.org/abs/1705.04224).
- Carniani, S. y col. (2015). «Ionised outflows in $z \sim 2.4$ quasar host galaxies». En: *Astroparticle Physics* 580, A102, A102. DOI: [10.1051/0004-6361/201526557](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201526557). arXiv: [1506.03096](https://arxiv.org/abs/1506.03096).
- Cavaliere, A. y P. Padovani (1989). «The connection between active and normal galaxies». En: *Astrophys. J. Let.* 340, págs. L5-L8. DOI: [10.1086/185425](https://doi.org/10.1086/185425).
- Chelouche, D. y H. Netzer (2005). «Dynamical and Spectral Modeling of the Ionized Gas and Nuclear Environment in NGC 3783». En: *Astrophys. J.* 625, págs. 95-107. DOI: [10.1086/429580](https://doi.org/10.1086/429580). eprint: [astro-ph/0502272](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0502272).
- Churazov, E., M. Brüggen, C.R. Kaiser, H. Böhringer y W. Forman (2001). «Evolution of Buoyant Bubbles in M87». En: *Astrophys. J.* 554, págs. 261-273. DOI: [10.1086/321357](https://doi.org/10.1086/321357). eprint: [astro-ph/0008215](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008215).

- Cid Fernandes, R. (2007). «Paleontology of Galaxies: Recovering the Star Formation Chemical Enrichment Histories from Galaxy Spectra». En: *ArXiv Astrophysics e-prints*. eprint: [arXiv:astro-ph/0701902](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701902).
- Cid Fernandes, R., L. Sodré, H. R. Schmitt y J. R. S. Le ao (2001a). «A probabilistic formulation for empirical population synthesis: sampling methods and tests». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 325, págs. 60-76. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2001.04366.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2001.04366.x). eprint: [astro-ph/0102061](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0102061).
- Cid Fernandes, R., T. Heckman, H. Schmitt, R. M. González Delgado y T. Storchi-Bergmann (2001b). «Empirical Diagnostics of the Starburst-AGN Connection». En: *Astrophys. J.* 558, págs. 81-108. DOI: [10.1086/322449](https://doi.org/10.1086/322449). eprint: [astro-ph/0104186](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104186).
- Cid Fernandes, R., Q. Gu, J. Melnick, E. Terlevich, R. Terlevich, D. Kunth, R. Rodrigues Lacerda y B. Joguet (2004). «The star formation history of Seyfert 2 nuclei». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 355, págs. 273-296. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08321.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08321.x). eprint: [astro-ph/0408483](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0408483).
- Cid Fernandes, R., A. Mateus, L. Sodré, G. Stasińska y J. M. Gomes (2005). «Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 358, págs. 363-378. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x). eprint: [astro-ph/0412481](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0412481).
- Cid Fernandes Jr., R., T. Storchi-Bergmann y H. R. Schmitt (1998). «The Stellar Content of Active Galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 297, págs. 579-616. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1998.01519.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01519.x). eprint: [astro-ph/9801309](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9801309).
- Cid Fernandes Jr., R. y R. Terlevich (1993). «Where are the broad lines in Seyfert 2s?» En: *Ap&SS* 205, págs. 91-98. DOI: [10.1007/BF00657962](https://doi.org/10.1007/BF00657962).
- Cohen, R. D. (1983). «The narrow-line region of intermediate Seyfert galaxies». En: *Astrophys. J.* 273, págs. 489-504. DOI: [10.1086/161386](https://doi.org/10.1086/161386).
- Colbert, E.J.M., S.A. Baum, J.F. Gallimore, C.P. O'Dea, M.D. Lehnert, Z.I. Tsvetanov, J.S. Mulchaey y S. Caganoff (1996). «Large-Scale Outflows in Edge-on Seyfert Galaxies. I. Optical Emission-Line Imaging and Optical Spectroscopy». En: *Astrophys. J. Suppl.* 105, pág. 75. DOI: [10.1086/192307](https://doi.org/10.1086/192307). eprint: [astro-ph/9512169](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9512169).
- Concas, A., P. Popesso, M. Brusa, V. Mainieri, G. Erfanianfar y L. Morselli (2017). «Light breeze in the local Universe». En: *Astroparticle Physics* 606, A36, A36. DOI: [10.1051/0004-6361/201629519](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629519). arXiv: [1701.06569](https://arxiv.org/abs/1701.06569).
- Cracco, V., S. Ciroi, M. Berton, F. Di Mille, L. Foschini, G. La Mura y P. Rafanelli (2016). «A spectroscopic analysis of a sample of narrow-line Seyfert 1 galaxies selected from the Sloan Digital Sky Survey». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 462, págs. 1256-1280. DOI: [10.1093/mnras/stw1689](https://doi.org/10.1093/mnras/stw1689). arXiv: [1607.03438](https://arxiv.org/abs/1607.03438).
- Crenshaw, D. M. y S. B. Kraemer (2000). «Resolved Spectroscopy of the Narrow-Line Region in NGC 1068: Kinematics of the Ionized Gas». En: *Astrophys. J. Let.* 532, págs. L101-L104. DOI: [10.1086/312581](https://doi.org/10.1086/312581). eprint: [astro-ph/0002438](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0002438).
- Crenshaw, D. M., S. B. Kraemer y J. R. Gabel (2003). «The Host Galaxies of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies: Evidence for Bar-Driven Fueling». En: *Astron. J.* 126, págs. 1690-1698. DOI: [10.1086/377625](https://doi.org/10.1086/377625). eprint: [arXiv:astro-ph/0306404](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0306404).
- Crenshaw, D. M., S. B. Kraemer, H. R. Schmitt, Y. L. Jaffé, R. P. Deo, N. R. Collins y T. C. Fischer (2010). «The Geometry of Mass Outflows and Fueling Flows in the Seyfert 2 Galaxy MRK 3». En: *Astron. J.* 139, págs. 871-877. DOI: [10.1088/0004-6256/139/3/871](https://doi.org/10.1088/0004-6256/139/3/871). arXiv: [0912.2420](https://arxiv.org/abs/0912.2420).
- Crenshaw, D.M. y S.B. Kraemer (2007). «Mass Outflow from the Nucleus of the Seyfert 1 Galaxy NGC 4151». En: *Astrophys. J.* 659, págs. 250-256. DOI: [10.1086/511970](https://doi.org/10.1086/511970). eprint: [astro-ph/0612446](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0612446).

- Crenshaw, D.M., B.M. Peterson, K.T. Korista, R.M. Wagner y J.P. Aufdenberg (1991). «Ultraviolet and optical spectra of high-ionization Seyfert galaxies with narrow lines». En: *Astron. J.* 101, págs. 1202-1206. DOI: [10.1086/115757](https://doi.org/10.1086/115757).
- Curran, S. J. (2000). «Differences in the dense gas between type 1 and type 2 Seyferts». En: *Astron. Astroph. Supplement (Journal)* 144, págs. 271-284. DOI: [10.1051/aas:2000211](https://doi.org/10.1051/aas:2000211).
- Curtis, H. D. (1918). «Descriptions of 762 Nebulae and Clusters Photographed with the Crossley Reflector». En: *Publications of Lick Observatory* 13, págs. 9-42.
- Das, V., D.M. Crenshaw, J.B. Hutchings, R.P. Deo, S.B. Kraemer, T.R. Gull, M.E. Kaiser, C.H. Nelson y D. Weistrop (2005). «Mapping the Kinematics of the Narrow-Line Region in the Seyfert Galaxy NGC 4151». En: *Astron. J.* 130, págs. 945-956. DOI: [10.1086/432255](https://doi.org/10.1086/432255). eprint: [astro-ph/0505103](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505103).
- Das, V., D. M. Crenshaw, S. B. Kraemer y R. P. Deo (2006). «Kinematics of the Narrow-Line Region in the Seyfert 2 Galaxy NGC 1068: Dynamical Effects of the Radio Jet». En: *Astron. J.* 132, págs. 620-632. DOI: [10.1086/504899](https://doi.org/10.1086/504899). eprint: [astro-ph/0603803](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603803).
- Davidson, K. y T.D. Kinman (1978). «On the possible importance of Markarian 359». En: *Astrophys. J.* 225, págs. 776-779. DOI: [10.1086/156541](https://doi.org/10.1086/156541).
- Deo, R. P., D. M. Crenshaw y S. B. Kraemer (2006). «The Host Galaxies of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies: Nuclear Dust Morphology and Starburst Rings». En: *Astron. J.* 132, págs. 321-346. DOI: [10.1086/504894](https://doi.org/10.1086/504894). eprint: [arXiv:astro-ph/0603806](https://arxiv.org/abs/arXiv:astro-ph/0603806).
- Dietrich, M., D. M. Crenshaw y S. B. Kraemer (2005). «Probing the Ionizing Continuum of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. I. Observational Results». En: *Astrophys. J.* 623, págs. 700-720. DOI: [10.1086/429121](https://doi.org/10.1086/429121). eprint: [astro-ph/0501483](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0501483).
- Edge, D. O., J. R. Shakeshaft, W. B. McAdam, J. E. Baldwin y S. Archer (1959). «A survey of radio sources at a frequency of 159 Mc/s.» En: *Mem. RAS* 68, págs. 37-60.
- Eisenstein, D.J. y col. (2011). «SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems». En: *Astron. J.* 142, 72, pág. 72. DOI: [10.1088/0004-6256/142/3/72](https://doi.org/10.1088/0004-6256/142/3/72). arXiv: [1101.1529](https://arxiv.org/abs/1101.1529) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).IM].
- Elvis, M. (2000). «A Structure for Quasars». En: *Astrophys. J.* 545, págs. 63-76. DOI: [10.1086/317778](https://doi.org/10.1086/317778). eprint: [astro-ph/0008064](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008064).
- (2006). «Quasar structure and cosmological feedback.» En: *Mem. Soc. Astron. Italiana* 77, pág. 573. eprint: [astro-ph/0606100](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0606100).
- Elvis, M. y A. Lawrence (1988). «Hard X-ray emission from a type 2 Seyfert galaxy (NGC 1068)». En: *Astrophys. J.* 331, págs. 161-171. DOI: [10.1086/166546](https://doi.org/10.1086/166546).
- Elvis, M., B. J. Wilkes, J. C. McDowell, R. F. Green, J. Bechtold, S. P. Willner, M. S. Oey, E. Polonski y R. Cutri (1994). «Atlas of quasar energy distributions». En: *Astrophys. J. Suppl.* 95, págs. 1-68. DOI: [10.1086/192093](https://doi.org/10.1086/192093).
- Evans, I. N., Z. Tsvetanov, G. A. Kriss, H. C. Ford, S. Caganoff y A. P. Koratkar (1993). «Hubble Space Telescope Imaging of the Narrow-Line Region of NGC 4151». En: *Astrophys. J.* 417, pág. 82. DOI: [10.1086/173292](https://doi.org/10.1086/173292).
- Fath, E. A. (1909). «The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters». En: *Lick Observatory Bulletin* 5, págs. 71-77.
- Fernandes, R. C., J. R. S. Le ao y R. R. Lacerda (2003). «The evolution of stars and gas in starburst galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 340, págs. 29-42. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06203.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06203.x). eprint: [astro-ph/0210264](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0210264).

- Ferrarese, L. y D. Merritt (2000). «A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies». En: *Astrophys. J. Let.* 539, págs. L9-L12. DOI: [10.1086/312838](https://doi.org/10.1086/312838). eprint: [astro-ph/0006053](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006053).
- Francis, P. J. (1993). «The continuum slopes and evolution of active galactic nuclei». En: *Astrophys. J.* 407, págs. 519-524. DOI: [10.1086/172533](https://doi.org/10.1086/172533).
- (1996). «The continuum slopes of optically selected QSOs». En: *Pub. Astron. Soc. Aust.* 13, págs. 212-217. eprint: [astro-ph/9607149](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9607149).
- Francis, P. J., P. C. Hewett, C. B. Foltz, F. H. Chaffee, R. J. Weymann y S. L. Morris (1991). «A high signal-to-noise ratio composite quasar spectrum». En: *Astrophys. J.* 373, págs. 465-470. DOI: [10.1086/170066](https://doi.org/10.1086/170066).
- Francis, P. J., C. L. Drake, M. T. Whiting, M. J. Drinkwater y R. L. Webster (2001). «The Spectra of Red Quasars». En: *Pub. Astron. Soc. Aust.* 18, págs. 221-231. DOI: [10.1071/AS01039](https://doi.org/10.1071/AS01039). eprint: [astro-ph/0107235](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0107235).
- Freitas, I. C., R. A. Riffel, T. Storchi-Bergmann, M. Elvis, A. Robinson, D. M. Crenshaw, N. M. Nagar, D. Lena, H. R. Schmitt y S. B. Kraemer (2018). «Outflows in the Narrow Line Region of Bright Seyfert Galaxies - I: GMOS-IFU Data». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* DOI: [10.1093/mnras/sty303](https://doi.org/10.1093/mnras/sty303).
- Gallimore, J.F., D.J. Axon, C.P. O'Dea, S.A. Baum y A. Pedlar (2006). «A Survey of Kiloparsec-Scale Radio Outflows in Radio-Quiet Active Galactic Nuclei». En: *Astron. J.* 132, págs. 546-569. DOI: [10.1086/504593](https://doi.org/10.1086/504593). eprint: [astro-ph/0604219](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0604219).
- Gebhardt, K. y col. (2000). «A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion». En: *Astrophys. J. Let.* 539, págs. L13-L16. DOI: [10.1086/312840](https://doi.org/10.1086/312840). eprint: [astro-ph/0006289](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006289).
- Giallongo, E. y F. Vagnetti (1992). «The evolution of the QSO luminosity function up to $z = 4$ - The role of K-correction uncertainties». En: *Astrophys. J.* 396, págs. 411-415. DOI: [10.1086/171728](https://doi.org/10.1086/171728).
- Goodrich, R.W. (1989). «Spectropolarimetry of 'narrow-line' Seyfert 1 galaxies». En: *Astrophys. J.* 342, págs. 224-234. DOI: [10.1086/167586](https://doi.org/10.1086/167586).
- Greene, J. E. y L. C. Ho (2005a). «A Comparison of Stellar and Gaseous Kinematics in the Nuclei of Active Galaxies». En: *Astrophys. J.* 627, págs. 721-732. DOI: [10.1086/430590](https://doi.org/10.1086/430590). eprint: [arXiv:astro-ph/0503675](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0503675).
- (2005b). «Estimating Black Hole Masses in Active Galaxies Using the H α Emission Line». En: *Astrophys. J.* 630, págs. 122-129. DOI: [10.1086/431897](https://doi.org/10.1086/431897). eprint: [astro-ph/0508335](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0508335).
- (2006). «Measuring Stellar Velocity Dispersions in Active Galaxies». En: *Astrophys. J.* 641, págs. 117-132. DOI: [10.1086/500353](https://doi.org/10.1086/500353). eprint: [astro-ph/0512462](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0512462).
- Greene, J. E., N. L. Zakamska, L. C. Ho y A. J. Barth (2011). «Feedback in Luminous Obscured Quasars». En: *Astrophys. J.* 732, 9, pág. 9. DOI: [10.1088/0004-637X/732/1/9](https://doi.org/10.1088/0004-637X/732/1/9). arXiv: [1102.2913](https://arxiv.org/abs/1102.2913).
- Greene, J.E. y L.C. Ho (2005c). «Estimating Black Hole Masses in Active Galaxies Using the H α Emission Line». En: *Astrophys. J.* 630, págs. 122-129. DOI: [10.1086/431897](https://doi.org/10.1086/431897). eprint: [astro-ph/0508335](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0508335).
- Greiner, J., R. Danner, N. Bade, G. A. Richter, P. Kroll y S. Komossa (1996). «Four new active galaxies with steep soft X-ray spectra.» En: *Astroparticle Physics* 310, págs. 384-400. eprint: [arXiv:astro-ph/9512010](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9512010).
- Grupe, D. (2004). «A Complete Sample of Soft X-Ray-selected AGNs. II. Statistical Analysis». En: *Astron. J.* 127, págs. 1799-1810. DOI: [10.1086/382516](https://doi.org/10.1086/382516). eprint: [astro-ph/0401167](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0401167).

- Grupe, D. y K.M. Leighly (2002). «Outflows in Narrow-Line Seyfert 1 galaxies». En: *X-ray Spectroscopy of AGN with Chandra and XMM-Newton*. Ed. por T. Boller, S. Komossa, S. Kahn, H. Kunieda y L. Gallo, pág. 287.
- Grupe, D. y S. Mathur (2004). « $M_{\text{BH}}-\sigma$ Relation for a Complete Sample of Soft X-Ray-selected Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Let.* 606, págs. L41-L44. DOI: [10.1086/420975](https://doi.org/10.1086/420975). eprint: [astro-ph/0312390](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0312390).
- Grupe, D., H.-C. Thomas y K.M. Leighly (2001). «RX J2217.9-5941: A highly X-ray variable Narrow-Line Seyfert1 galaxy». En: *Astron. Astrph.* 369, págs. 450-458. DOI: [10.1051/0004-6361:20010117](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010117). eprint: [astro-ph/0101410](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0101410).
- Gu, Q. S., J. H. Huang, H. J. Su y Z. H. Shang (1997). «New infrared Seyfert galaxies.» En: *Astroparticle Physics* 319, págs. 92-97. eprint: [astro-ph/9810098](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9810098).
- Haehnelt, M. G. y M. J. Rees (1993). «The formation of nuclei in newly formed galaxies and the evolution of the quasar population». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 263, págs. 168-178. DOI: [10.1093/mnras/263.1.168](https://doi.org/10.1093/mnras/263.1.168).
- Harrison, C. M., D. M. Alexander, J. R. Mullaney y A. M. Swinbank (2014). «Kiloparsec-scale outflows are prevalent among luminous AGN: outflows and feedback in the context of the overall AGN population». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 441, págs. 3306-3347. DOI: [10.1093/mnras/stu515](https://doi.org/10.1093/mnras/stu515). arXiv: [1403.3086](https://arxiv.org/abs/1403.3086).
- Hayashida, K. (2000). «ASCA observations of NLS1s: BH mass estimation from X-ray variability and X-ray spectra». En: *New Astronom. Rev.* 44, págs. 419-422. DOI: [10.1016/S1387-6473\(00\)00071-3](https://doi.org/10.1016/S1387-6473(00)00071-3). eprint: [arXiv:astro-ph/0005128](https://arxiv.org/abs/arXiv:astro-ph/0005128).
- Heckman, T. M., G. Kauffmann, J. Brinchmann, S. Charlot, C. Tremonti y S. D. M. White (2004). «Present-Day Growth of Black Holes and Bulges: The Sloan Digital Sky Survey Perspective». En: *Astrophys. J.* 613, págs. 109-118. DOI: [10.1086/422872](https://doi.org/10.1086/422872). eprint: [astro-ph/0406218](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406218).
- Heckman, T.M. (1980). «An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei». En: *Astron. Astrph.* 87, págs. 152-164.
- Heckman, T.M., G.K. Miley, W.J.M. van Breugel y H.R. Butcher (1981). «Emission-line profiles and kinematics of the narrow-line region in Seyfert and radio galaxies». En: *Astrophys. J.* 247, págs. 403-418. DOI: [10.1086/159050](https://doi.org/10.1086/159050).
- Hey, J. S., S. J. Parsons y J. W. Phillips (1946). «Fluctuations in Cosmic Radiation at Radio-Frequencies». En: *Nature* 158, págs. 234-+. DOI: [10.1038/158234a0](https://doi.org/10.1038/158234a0).
- Ho, L. C., A. V. Filippenko y W. L. W. Sargent (1993). «A Reevaluation of the Excitation Mechanism of LINERs». En: *Astrophys. J.* 417, pág. 63. DOI: [10.1086/173291](https://doi.org/10.1086/173291).
- Holt, J., C. N. Tadhunter y R. Morganti (2003). «Highly extinguished emission line outflows in the young radio source PKS 1345+12». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 342, págs. 227-238. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06532.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06532.x). eprint: [astro-ph/0302311](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0302311).
- Hook, I.M., I. Jørgensen, J.R. Allington-Smith, R.L. Davies, N. Metcalfe, R.G. Mrowinski y D. Crampton (2004). «The Gemini-North Multi-Object Spectrograph: Performance in Imaging, Long-Slit, and Multi-Object Spectroscopic Modes». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 116, págs. 425-440. DOI: [10.1086/383624](https://doi.org/10.1086/383624).
- Hubble, E. (1929). «A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae». En: *Proceedings of the National Academy of Science* 15, págs. 168-173. DOI: [10.1073/pnas.15.3.168](https://doi.org/10.1073/pnas.15.3.168).
- Hubble, E.P. (1926). «Extragalactic nebulae.» En: *Astrophys. J.* 64. DOI: [10.1086/143018](https://doi.org/10.1086/143018).

- Jogee, S., N. Scoville y J. D. P. Kenney (2005). «The Central Region of Barred Galaxies: Molecular Environment, Starbursts, and Secular Evolution». En: *Astrophys. J.* 630, págs. 837-863. DOI: [10.1086/432106](https://doi.org/10.1086/432106). eprint: [astro-ph/0402341](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402341).
- Jorgensen, I., M. Franx y P. Kjaergaard (1995). «Spectroscopy for E and So galaxies in nine clusters». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 276, págs. 1341-1364. DOI: [10.1093/mnras/276.4.1341](https://doi.org/10.1093/mnras/276.4.1341).
- Jørgensen, I., M. Franx, J. Hjorth y P. G. van Dokkum (1999). «The evolution of cluster E and So galaxies measured from the Fundamental Plane». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 308, págs. 833-853. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1999.02761.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1999.02761.x). eprint: [astro-ph/9905155](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905155).
- Karouzos, M., J.-H. Woo y H.-J. Bae (2016). «Unravelling the Complex Structure of AGN-driven Outflows. II. Photoionization and Energetics». En: *Astrophys. J.* 833, 171, pág. 171. DOI: [10.3847/1538-4357/833/2/171](https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/171). arXiv: [1609.04076](https://arxiv.org/abs/1609.04076).
- Kauffmann, G. y col. (2003). «The host galaxies of active galactic nuclei». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 346, págs. 1055-1077. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x). eprint: [astro-ph/0304239](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0304239).
- Keel, W. C. (1980). «Inclination effects on the recognition of Seyfert galaxies». En: *Astron. J.* 85, págs. 198-203. DOI: [10.1086/112662](https://doi.org/10.1086/112662).
- (1996). «Rotation Curves and Velocity Measures for Spiral Galaxies in Pairs». En: *Astrophys. J. Suppl.* 106, pág. 27. DOI: [10.1086/192326](https://doi.org/10.1086/192326).
- Kellermann, K. I., R. Sramek, M. Schmidt, D. B. Shaffer y R. Green (1989). «VLA observations of objects in the Palomar Bright Quasar Survey». En: *Astron. J.* 98, págs. 1195-1207. DOI: [10.1086/115207](https://doi.org/10.1086/115207).
- Kim, J.-h., J. H. Wise, M. A. Alvarez y T. Abel (2011). «Galaxy Formation with Self-consistently Modeled Stars and Massive Black Holes. I. Feedback-regulated Star Formation and Black Hole Growth». En: *Astrophys. J.* 738, 54, pág. 54. DOI: [10.1088/0004-637X/738/1/54](https://doi.org/10.1088/0004-637X/738/1/54). arXiv: [1106.4007](https://arxiv.org/abs/1106.4007) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).GA].
- Komossa, S. y D. Xu (2007). «Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies and the $M_{\text{BH}}-\sigma$ Relation». En: *Astrophys. J. Let.* 667, págs. L33-L36. DOI: [10.1086/522002](https://doi.org/10.1086/522002). arXiv: [0708.0256](https://arxiv.org/abs/0708.0256).
- Komossa, S., W. Voges, D. Xu, S. Mathur, H.-M. Adorf, G. Lemson, W.J. Duschl y D. Grupe (2006). «Radio-loud Narrow-Line Type 1 Quasars». En: *Astron. J.* 132, págs. 531-545. DOI: [10.1086/505043](https://doi.org/10.1086/505043). eprint: [astro-ph/0603680](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603680).
- Komossa, S., D. Xu, H. Zhou, T. Storchi-Bergmann y L. Binette (2008). «On the Nature of Seyfert Galaxies with High [O III] $\lambda 5007$ Blueshifts». En: *Astrophys. J.* 680, 926-938, págs. 926-938. DOI: [10.1086/587932](https://doi.org/10.1086/587932). arXiv: [0803.0240](https://arxiv.org/abs/0803.0240).
- Kormendy, J. y L. C. Ho (2013). «Coevolution (Or Not) of Supermassive Black Holes and Host Galaxies». En: *Annual Review of Astronomy & Astrophysics* 51, págs. 511-653. DOI: [10.1146/annurev-astro-082708-101811](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082708-101811). arXiv: [1304.7762](https://arxiv.org/abs/1304.7762).
- Kormendy, J. y D. Richstone (1995). «Inward Bound—The Search For Supermassive Black Holes In Galactic Nuclei». En: *Annual Review of Astronomy & Astrophysics* 33, pág. 581. DOI: [10.1146/annurev.aa.33.090195.003053](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.33.090195.003053).
- Koski, A. T. (1978). «Spectrophotometry of Seyfert 2 galaxies and narrow-line radio galaxies». En: *Astrophys. J.* 223, págs. 56-73. DOI: [10.1086/156235](https://doi.org/10.1086/156235).
- Kovačević, J., L.Č. Popović y M.S. Dimitrijević (2010). «Analysis of Optical Fe II Emission in a Sample of Active Galactic Nucleus Spectra». En: *Astrophys. J. Suppl.* 189, págs. 15-36. DOI: [10.1088/0067-0049/189/1/15](https://doi.org/10.1088/0067-0049/189/1/15). arXiv: [1004.2212](https://arxiv.org/abs/1004.2212).
- Kovačević, J., R. Bachev, L. Č. Popović, R. Zamanov y P. Marziani (2007). «Asymmetry of the C IV $\lambda 1549$ Å and [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ Å Lines in a Sample of RQ and RL AGN». En: *Spectral Line Shapes in Astrophysics*. Ed. por L. C. Popovic

- y M. S. Dimitrijevic. Vol. 938. American Institute of Physics Conference Series, págs. 104-108. DOI: [10.1063/1.2800112](https://doi.org/10.1063/1.2800112).
- Krolik, J. H. y M. C. Begelman (1988). «Molecular tori in Seyfert galaxies - Feeding the monster and hiding it». En: *Astrophys. J.* 329, págs. 702-711. DOI: [10.1086/166414](https://doi.org/10.1086/166414).
- Krolik, J.H. (2001). «Systematic Errors in the Estimation of Black Hole Masses by Reverberation Mapping». En: *Astrophys. J.* 551, págs. 72-79. DOI: [10.1086/320091](https://doi.org/10.1086/320091). eprint: [astro-ph/0012134](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0012134).
- Krongold, Y., D. Dultzin-Hacyan y P. Marziani (2001). «Host Galaxies and Circumgalactic Environment of “Narrow Line” Seyfert 1 Nuclei». En: *Astron. J.* 121, págs. 702-709. DOI: [10.1086/318768](https://doi.org/10.1086/318768).
- Krongold, Y., F. Nicastro, M. Elvis, N. Brickhouse, L. Binette, S. Mathur y E. Jiménez-Bailón (2007). «The Compact, Conical, Accretion-Disk Warm Absorber of the Seyfert 1 Galaxy NGC 4051 and Its Implications for IGM-Galaxy Feedback Processes». En: *Astrophys. J.* 659, págs. 1022-1039. DOI: [10.1086/512476](https://doi.org/10.1086/512476). eprint: [astro-ph/0702399](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0702399).
- Kuraszkiewicz, J., B. J. Wilkes, W. N. Brandt y M. Vestergaard (2000a). «[O II] Emission, Eigenvector 1, and Orientation in Radio-quiet Quasars». En: *Astrophys. J.* 542, págs. 631-643. DOI: [10.1086/317018](https://doi.org/10.1086/317018). eprint: [astro-ph/0005385](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0005385).
- Kuraszkiewicz, J., B. J. Wilkes, B. Czerny y S. Mathur (2000b). «What Do the Ultraviolet Spectra of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies Tell Us about Their Broad-Line Regions?» En: *Astrophys. J.* 542, págs. 692-702. DOI: [10.1086/317013](https://doi.org/10.1086/317013). eprint: [arXiv:astro-ph/0006340](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006340).
- Lani, C., H. Netzer y D. Lutz (2017). «Intrinsic AGN SED black hole growth in the Palomar-Green quasars». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 471, págs. 59-79. DOI: [10.1093/mnras/stx1374](https://doi.org/10.1093/mnras/stx1374). arXiv: [1705.06747](https://arxiv.org/abs/1705.06747).
- Laor, A. (2000). «On Black Hole Masses and Radio Loudness in Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Let.* 543, págs. L111-L114. DOI: [10.1086/317280](https://doi.org/10.1086/317280). eprint: [astro-ph/0009192](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0009192).
- Laor, A., F. Fiore, M. Elvis, B. J. Wilkes y J. C. McDowell (1994). «The soft x-ray properties of a complete sample of optically selected quasars. 1: First results». En: *Astrophys. J.* 435, págs. 611-630. DOI: [10.1086/174841](https://doi.org/10.1086/174841).
- Lawrence, A. (1987). «Classification of active galaxies and the prospect of a unified phenomenology». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 99, págs. 309-334. DOI: [10.1086/131989](https://doi.org/10.1086/131989).
- Lawrence, A. y M. Elvis (1982). «Obscuration and the various kinds of Seyfert galaxies». En: *Astrophys. J.* 256, págs. 410-426. DOI: [10.1086/159918](https://doi.org/10.1086/159918).
- Lawrence, A., M. Elvis, B. J. Wilkes, I. McHardy y N. Brandt (1997). «X-ray and optical continua of active galactic nuclei with extreme Fe II emission». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 285, págs. 879-890.
- Leighly, K.M. y J.R. Moore (2004). «Hubble Space Telescope STIS Ultraviolet Spectral Evidence of Outflow in Extreme Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. I. Data and Analysis». En: *Astrophys. J.* 611, págs. 107-124. DOI: [10.1086/422088](https://doi.org/10.1086/422088). eprint: [astro-ph/0402453](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0402453).
- Lena, D. (2014). «Reduction of Integral Field Spectroscopic Data from the Gemini Multi-Object Spectrograph (a commented example)». En: *ArXiv e-prints*. arXiv: [1409.8264](https://arxiv.org/abs/1409.8264) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).IM].
- Liu, G., N. L. Zakamska, J. E. Greene, N. P. H. Nesvadba y X. Liu (2013). «Observations of feedback from radio-quiet quasars - II. Kinematics of ionized gas

- nebulae». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 436, págs. 2576-2597. DOI: [10.1093/mnras/stt1755](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1755). arXiv: [1305.6922](https://arxiv.org/abs/1305.6922).
- Ludwig, R. R., J. E. Greene, A. J. Barth y L. C. Ho (2012). «Physical Properties of the Narrow-line Region of Low-mass Active Galaxies». En: *Astrophys. J.* 756, 51, pág. 51. DOI: [10.1088/0004-637X/756/1/51](https://doi.org/10.1088/0004-637X/756/1/51). arXiv: [1208.1303](https://arxiv.org/abs/1208.1303).
- Lynden-Bell, D. (1969). «Galactic Nuclei as Collapsed Old Quasars». En: *Nature* 223, págs. 690-694. DOI: [10.1038/223690a0](https://doi.org/10.1038/223690a0).
- Lyu, J., G. H. Rieke y S. Alberts (2016). «The Contribution of Host Galaxies to the Infrared Energy Output of $z \sim 5.0$ Quasars». En: *Astrophys. J.* 816, 85, pág. 85. DOI: [10.3847/0004-637X/816/2/85](https://doi.org/10.3847/0004-637X/816/2/85). arXiv: [1511.05938](https://arxiv.org/abs/1511.05938).
- Magorrian, J. y col. (1998). «The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers». En: *Astron. J.* 115, págs. 2285-2305. DOI: [10.1086/300353](https://doi.org/10.1086/300353). eprint: [astro-ph/9708072](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9708072).
- Maiolino, R. y G. H. Rieke (1995). «Low-Luminosity and Obscured Seyfert Nuclei in Nearby Galaxies». En: *Astrophys. J.* 454, pág. 95. DOI: [10.1086/176468](https://doi.org/10.1086/176468).
- Martin, P. y D. Friedli (1997). «Star formation in bar environments. I. Morphology, star formation rates and general properties.» En: *Astroparticle Physics* 326, págs. 449-464.
- Marziani, P., J.W. Sulentic, D. Dultzin-Hacyan, M. Calvani y M. Moles (1996). «Comparative Analysis of the High- and Low-Ionization Lines in the Broad-Line Region of Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Suppl.* 104, pág. 37. DOI: [10.1086/192291](https://doi.org/10.1086/192291).
- Marziani, P., J.W. Sulentic, R. Zamanov, M. Calvani, D. Dultzin-Hacyan, R. Bachev y T. Zwitter (2003a). «An Optical Spectroscopic Atlas of Low-Redshift Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Suppl.* 145, págs. 199-211. DOI: [10.1086/346025](https://doi.org/10.1086/346025).
- Marziani, P., R.K. Zamanov, J.W. Sulentic y M. Calvani (2003b). «Searching for the physical drivers of eigenvector 1: influence of black hole mass and Eddington ratio». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 345, págs. 1133-1144. DOI: [10.1046/j.1365-2966.2003.07033.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-2966.2003.07033.x). eprint: [astro-ph/0307367](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0307367).
- Mateus, A., L. Sodré, R. Cid Fernandes, G. Stasińska, W. Schoenell y J. M. Gomes (2006). «Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 370, págs. 721-737. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.10565.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10565.x). eprint: [astro-ph/0511578](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0511578).
- Mathur, S. (2000). «Narrow-line Seyfert 1 galaxies and the evolution of galaxies and active galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 314, págs. L17-L20. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2000.03530.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03530.x). eprint: [astro-ph/0003111](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003111).
- Mathur, S. y D. Grupe (2005a). «Black hole growth by accretion». En: *Astron. Astrph.* 432, págs. 463-466. DOI: [10.1051/0004-6361:20041717](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20041717). eprint: [astro-ph/0407512](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407512).
- (2005b). «The Locus of Highly Accreting Active Galactic Nuclei on the $M_{\text{BH}}-\sigma$ Plane: Selections, Limitations, and Implications». En: *Astrophys. J.* 633, págs. 688-692. DOI: [10.1086/491613](https://doi.org/10.1086/491613). eprint: [astro-ph/0507624](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0507624).
- Mathur, S., J. Kuraszkiewicz y B. Czerny (2001). «Evolution of active galaxies: black-hole mass-bulge relations for narrow line objects». En: *New Astronom.* 6, págs. 321-329. DOI: [10.1016/S1384-1076\(01\)00058-6](https://doi.org/10.1016/S1384-1076(01)00058-6). eprint: [astro-ph/0104263](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104263).

- Mathur, S., D. Fields, B.M. Peterson y D. Grupe (2012). «Supermassive Black Holes, Pseudobulges, and the Narrow-line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J.* 754, 146, pág. 146. DOI: [10.1088/0004-637X/754/2/146](https://doi.org/10.1088/0004-637X/754/2/146). arXiv: [1102.0537](https://arxiv.org/abs/1102.0537).
- McElroy, R., S. M. Croom, M. Pracy, R. Sharp, I.-T. Ho y A. M. Medling (2015). «IFU observations of luminous type II AGN - I. Evidence for ubiquitous winds». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 446, págs. 2186-2204. DOI: [10.1093/mnras/stu2224](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2224). arXiv: [1410.6552](https://arxiv.org/abs/1410.6552).
- McHardy, I. M., E. Koerding, C. Knigge, P. Uttley y R. P. Fender (2006). «Active galactic nuclei as scaled-up Galactic black holes». En: *Nature* 444, págs. 730-732. DOI: [10.1038/nature05389](https://doi.org/10.1038/nature05389). eprint: [arXiv:astro-ph/0612273](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0612273).
- Miller, J.S. y R.W. Goodrich (1990). «Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories». En: *Astrophys. J.* 355, págs. 456-467. DOI: [10.1086/168780](https://doi.org/10.1086/168780).
- Moll, R., S. Schindler, W. Domainko, W. Kapferer, M. Mair, E. van Kampen, T. Kronberger, S. Kimeswenger y M. Ruffert (2007). «Simulations of metal enrichment in galaxy clusters by AGN outflows». En: *Astron. Astroph.* 463, págs. 513-518. DOI: [10.1051/0004-6361:20066386](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066386). eprint: [astro-ph/0611048](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611048).
- Mullaney, J. R., D. M. Alexander, S. Fine, A. D. Goulding, C. M. Harrison y R. C. Hickox (2013). «Narrow-line region gas kinematics of 24 264 optically selected AGN: the radio connection». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 433, págs. 622-638. DOI: [10.1093/mnras/stt751](https://doi.org/10.1093/mnras/stt751). arXiv: [1305.0263](https://arxiv.org/abs/1305.0263).
- Mullaney, J.R. y M.J. Ward (2008). «Optical emission-line properties of narrow-line Seyfert 1 galaxies and comparison active galactic nuclei». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 385, págs. 53-74. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2007.12777.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12777.x). arXiv: [0711.4604](https://arxiv.org/abs/0711.4604).
- Murayama, T., H. Mouri e Y. Taniguchi (2000). «New Mid-Infrared Diagnostic of the Dusty Torus Model for Seyfert Nuclei». En: *Astrophys. J.* 528, págs. 179-185. DOI: [10.1086/308135](https://doi.org/10.1086/308135). eprint: [astro-ph/9908259](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9908259).
- Mushotzky, R. F. (1982). «The X-ray spectrum and time variability of narrow emission line galaxies». En: *Astrophys. J.* 256, págs. 92-102. DOI: [10.1086/159886](https://doi.org/10.1086/159886).
- Mushotzky, R. F. y F. E. Marshall (1980). «X-ray observations of the Seyfert 1 galaxies AKN 120 and MCG 8-11-11». En: *Astrophys. J. Let.* 239, págs. L5-L9. DOI: [10.1086/183281](https://doi.org/10.1086/183281).
- Nagao, Tohru, Yoshiaki Taniguchi y Takashi Murayama (2000). «High-Ionization Nuclear Emission-Line Region of Seyfert Galaxies». En: *The Astronomical Journal* 119.6, pág. 2605. URL: <http://stacks.iop.org/1538-3881/119/i=6/a=2605>.
- Nelson, C.H. y M. Whittle (1996). «Stellar and Gaseous Kinematics of Seyfert Galaxies. II. The Role of the Bulge». En: *Astrophys. J.* 465, pág. 96. DOI: [10.1086/177405](https://doi.org/10.1086/177405).
- Nelson, C.H., R.F. Green, G. Bower, K. Gebhardt y D. Weistrop (2004). «The Relationship Between Black Hole Mass and Velocity Dispersion in Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J.* 615, págs. 652-661. DOI: [10.1086/424657](https://doi.org/10.1086/424657). eprint: [astro-ph/0407383](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0407383).
- Nesvadba, N. P. H., M. D. Lehnert, F. Eisenhauer, A. Gilbert, M. Tecza y R. Abuter (2006). «Extreme Gas Kinematics in the z=2.2 Powerful Radio Galaxy MRC 1138-262: Evidence for Efficient Active Galactic Nucleus Feedback in the Early Universe?» En: *Astrophys. J.* 650, págs. 693-705. DOI: [10.1086/507266](https://doi.org/10.1086/507266). eprint: [astro-ph/0606530](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0606530).

- Netzer, H. y B. Trakhtenbrot (2007). «Cosmic Evolution of Mass Accretion Rate and Metallicity in Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J.* 654, págs. 754-763. DOI: [10.1086/509650](https://doi.org/10.1086/509650). eprint: [astro-ph/0607654](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0607654).
- Netzer, H., O. Shemmer, R. Maiolino, E. Oliva, S. Croom, E. Corbett y L. di Fabrizio (2004). «Near-Infrared Spectroscopy of High-Redshift Active Galactic Nuclei. II. Disappearing Narrow-Line Regions and the Role of Accretion». En: *Astrophys. J.* 614, págs. 558-567. DOI: [10.1086/423608](https://doi.org/10.1086/423608). eprint: [astro-ph/0406560](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406560).
- Neugebauer, G., R. F. Green, K. Matthews, M. Schmidt, B. T. Soifer y J. Bennett (1987). «Continuum energy distributions of quasars in the Palomar-Green Survey». En: *Astrophys. J. Suppl.* 63, págs. 615-644. DOI: [10.1086/191175](https://doi.org/10.1086/191175).
- Nikołajuk, M., B. Czerny y P. Gurynowicz (2009). «NLS1 galaxies and estimation of their central black hole masses from the X-ray excess variance method». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 394, págs. 2141-2152. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.14478.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.14478.x). arXiv: [0901.1442](https://arxiv.org/abs/0901.1442) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).GA].
- O'Brien, P. T., R. Wilson y P. M. Gondhalekar (1988). «The ultraviolet continuum of quasars. I - The shape of the continuum, continuum reddening and intervening absorption. II - Continuum variability». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 233, págs. 801-866. DOI: [10.1093/mnras/233.4.801](https://doi.org/10.1093/mnras/233.4.801).
- Ohta, K., K. Aoki, T. Kawaguchi y G. Kiuchi (2007). «A Bar Fuels a Supermassive Black Hole?: Host Galaxies of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J. Suppl.* 169, págs. 1-20. DOI: [10.1086/510204](https://doi.org/10.1086/510204). eprint: [arXiv:astro-ph/0610355](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0610355).
- Osterbrock, D. E. (1981). «Seyfert galaxies with weak broad H alpha emission lines». En: *Astrophys. J.* 249, págs. 462-470. DOI: [10.1086/159306](https://doi.org/10.1086/159306).
- (1984). «Active Galactic Nuclei». En: *QJRAS* 25, pág. 1.
- (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- Osterbrock, D. E. y A. T. Koski (1976). «NGC 4151 and Markarian 6 - two intermediate-type Seyfert galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 176, 61P-66P.
- Osterbrock, D.E. y R.W. Pogge (1985). «The spectra of narrow-line Seyfert 1 galaxies». En: *Astrophys. J.* 297, págs. 166-176. DOI: [10.1086/163513](https://doi.org/10.1086/163513).
- Peterson, B. M. y col. (1992). «Steps toward determination of the size and structure of the broad-line region in active galactic nuclei. III - Further observations of NGC 5548 at optical wavelengths». En: *Astrophys. J.* 392, págs. 470-484. DOI: [10.1086/171447](https://doi.org/10.1086/171447).
- Peterson, B.M. y A. Wandel (1999). «Keplerian Motion of Broad-Line Region Gas as Evidence for Supermassive Black Holes in Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Let.* 521, págs. L95-L98. DOI: [10.1086/312190](https://doi.org/10.1086/312190). eprint: [astro-ph/9905382](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905382).
- Petrosian, V. (1976). «Surface brightness and evolution of galaxies». En: *Astrophys. J. Let.* 209, págs. L1-L5. DOI: [10.1086/182253](https://doi.org/10.1086/182253).
- Phillips, M. M. (1978). «Permitted Fe II Emission in Seyfert 1 Galaxies and QSOs I. Observations». En: *Astrophys. J. Suppl.* 38, pág. 187. DOI: [10.1086/190553](https://doi.org/10.1086/190553).
- Pizzella, A., E. M. Corsini, J. C. Vega Beltrán y F. Bertola (2004). «Ionized gas and stellar kinematics of seventeen nearby spiral galaxies». En: *Astroparticle Physics* 424, págs. 447-454. DOI: [10.1051/0004-6361:20047183](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20047183). eprint: [astro-ph/0404558](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0404558).
- Pogge, R.W. y J.M. Owen (1993). «» En: *OSU Internal Report* 93-01.
- Pol, N. e Y. Wadadekar (2017). «Seyfert 1 composite spectrum using SDSS Legacy survey data». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 465, págs. 95-104. DOI: [10.1093/mnras/stw2763](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2763). arXiv: [1610.07523](https://arxiv.org/abs/1610.07523).

- Pounds, K. A., K. Nandra, G. C. Stewart, I. M. George y A. C. Fabian (1990). «X-ray reflection from cold matter in the nuclei of active galaxies». En: *Nature* 344, pág. 132. DOI: [10.1038/344132a0](https://doi.org/10.1038/344132a0).
- Pu, X., W. Bian y K. Huang (2006). «The relation between the optical spectral slope and the luminosity for 17 Palomar-Green quasi-stellar objects». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 372, págs. 246-252. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.10850.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10850.x). eprint: [astro-ph/0607661](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0607661).
- Rao, A. R., K. P. Singh y M. N. Vahia (1992). «X-ray variability in the Seyfert galaxy Markarian 618». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 255, págs. 197-202.
- Richstone, D. O. y M. Schmidt (1980). «The spectral properties of a large sample of quasars». En: *Astrophys. J.* 235, págs. 361-376. DOI: [10.1086/157640](https://doi.org/10.1086/157640).
- Riffel, R. A., T. Storchi-Bergmann y R. Riffel (2014). «An Outflow Perpendicular to the Radio Jet in the Seyfert Nucleus of NGC 5929». En: *Astrophys. J. Let.* 780, L24, pág. L24. DOI: [10.1088/2041-8205/780/2/L24](https://doi.org/10.1088/2041-8205/780/2/L24). arXiv: [1311.6142](https://arxiv.org/abs/1311.6142).
- Rodríguez-Ardila, A. y X. Mazzalay (2006). «The near-infrared spectrum of Mrk 1239: direct evidence of the dusty torus?» En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 367, págs. L57-L61. DOI: [10.1111/j.1745-3933.2006.00139.x](https://doi.org/10.1111/j.1745-3933.2006.00139.x). eprint: [arXiv: astro-ph/0601313](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0601313).
- Rodríguez-Ardila, A., M. G. Pastoriza y C. J. Donzelli (2000). «Visible and Near-Infrared Spectroscopy of Seyfert 1 and Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J. Suppl.* 126, págs. 63-78. DOI: [10.1086/313293](https://doi.org/10.1086/313293).
- Rodríguez-Ardila, A., L. Binette, M.G. Pastoriza y C.J. Donzelli (2000). «The Narrow-Line Region of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J.* 538, págs. 581-593. DOI: [10.1086/309153](https://doi.org/10.1086/309153). eprint: [astro-ph/0003287](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003287).
- Rodríguez-Ardila, A., M.A. Prieto, S. Viegas y R. Gruenwald (2006). «Outflows of Very Ionized Gas in the Centers of Seyfert Galaxies: Kinematics and Physical Conditions». En: *Astrophys. J.* 653, págs. 1098-1114. DOI: [10.1086/508864](https://doi.org/10.1086/508864). eprint: [astro-ph/0609635](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0609635).
- Rodríguez-Pascual, P.M., J.M. Mas-Hesse y M. Santos-Lleo (1997). «The broad line region of narrow-line Seyfert 1 galaxies.» En: *Astron. Astrph.* 327, págs. 72-80. eprint: [astro-ph/9706127](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9706127).
- Rodríguez Zaurín, J., C. N. Tadhunter, M. Rose y J. Holt (2013). «The importance of warm, AGN-driven outflows in the nuclear regions of nearby ULIRGs». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 432, págs. 138-166. DOI: [10.1093/mnras/stt423](https://doi.org/10.1093/mnras/stt423). arXiv: [1303.1400](https://arxiv.org/abs/1303.1400).
- Ronen, S., A. Aragon-Salamanca y O. Lahav (1999). «Principal component analysis of synthetic galaxy spectra». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 303, págs. 284-296. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1999.02222.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1999.02222.x). eprint: [astro-ph/9805130](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9805130).
- Rowan-Robinson, M. (1977). «On the unity of activity in galaxies». En: *Astrophys. J.* 213, págs. 635-647. DOI: [10.1086/155195](https://doi.org/10.1086/155195).
- Rupke, D. S. N. y S. Veilleux (2013). «The Multiphase Structure and Power Sources of Galactic Winds in Major Mergers». En: *Astrophys. J.* 768, 75, pág. 75. DOI: [10.1088/0004-637X/768/1/75](https://doi.org/10.1088/0004-637X/768/1/75). arXiv: [1303.6866](https://arxiv.org/abs/1303.6866).
- Ryan, C. J., M. M. De Robertis, S. Virani, A. Laor y P. C. Dawson (2007). «The Central Engines of Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J.* 654, págs. 799-813. DOI: [10.1086/509313](https://doi.org/10.1086/509313). eprint: [arXiv:astro-ph/0609729](https://arxiv.org/abs/arXiv:astro-ph/0609729).
- Sandage, A. (1965). «The Existence of a Major New Constituent of the Universe: the Quasistellar Galaxies.» En: *Astrophys. J.* 141, págs. 1560-+. DOI: [10.1086/148245](https://doi.org/10.1086/148245).

- Sanders, D. B., E. S. Phinney, G. Neugebauer, B. T. Soifer y K. Matthews (1989). «Continuum energy distribution of quasars - Shapes and origins». En: *Astrophys. J.* 347, págs. 29-51. DOI: [10.1086/168094](https://doi.org/10.1086/168094).
- Sani, E., D. Lutz, G. Risaliti, H. Netzer, L. C. Gallo, B. Trakhtenbrot, E. Sturm y T. Boller (2010). «Enhanced star formation in narrow-line Seyfert 1 active galactic nuclei revealed by Spitzer». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 403, págs. 1246-1260. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.16217.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16217.x). arXiv: [0908.0280](https://arxiv.org/abs/0908.0280) [astro-ph.CO].
- Sargent, W. L. W., C. C. Steidel y A. Boksenberg (1989). «A survey of Lyman-limit absorption in the spectra of 59 high-redshift QSOs». En: *Astrophys. J. Suppl.* 69, págs. 703-761. DOI: [10.1086/191326](https://doi.org/10.1086/191326).
- Scharwächter, J., B. Husemann, G. Busch, S. Komossa y M. A. Dopita (2017). «Spatially Resolved Spectroscopy of Narrow-line Seyfert 1 Host Galaxies». En: *Astrophys. J.* 848, 35, pág. 35. DOI: [10.3847/1538-4357/aa8ad8](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa8ad8). arXiv: [1709.02514](https://arxiv.org/abs/1709.02514).
- Schmidt, A. A., M. V. F. Copetti, D. Alloin y P. Jablonka (1991). «Population synthesis methods - Discussion and tests on the solution uniqueness». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 249, págs. 766-778. DOI: [10.1093/mnras/249.4.766](https://doi.org/10.1093/mnras/249.4.766).
- Schmidt, E. O., D. Ferreira, L. Vega Neme y G. A. Oio (2016a). «Spectral nuclear properties of NLS1 galaxies». En: *Astron. Astrph.* 596, A95, A95. DOI: [10.1051/0004-6361/201629343](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629343). arXiv: [1608.02396](https://arxiv.org/abs/1608.02396).
- Schmidt, E.O., D. Ferreira, L. Vega Neme y G.A. Oio (2016b). «Spectral nuclear properties of NLS1 galaxies». En: *Astron. Astrph.* 596, A95, A95. DOI: [10.1051/0004-6361/201629343](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629343). arXiv: [1608.02396](https://arxiv.org/abs/1608.02396).
- Schmidt, M. (1963). «3C 273 : A Star-Like Object with Large Red-Shift». En: *Nature* 197, págs. 1040-+. DOI: [10.1038/1971040a0](https://doi.org/10.1038/1971040a0).
- Schmitt, H. R., T. Storchi-Bergmann y R. Cid Fernandes (1999). «Spectral synthesis of the nuclear regions of Seyfert 2 and radio galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 303, págs. 173-178. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1999.02203.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1999.02203.x). eprint: [astro-ph/9810265](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9810265).
- Schmitt, H. R., J. L. Donley, R. R. J. Antonucci, J. B. Hutchings, A. L. Kinney y J. E. Pringle (2003). «A Hubble Space Telescope Survey of Extended [O III] $\lambda 5007$ Å Emission in a Far-Infrared-Selected Sample of Seyfert Galaxies: Results». En: *Astrophys. J.* 597, págs. 768-779. DOI: [10.1086/381224](https://doi.org/10.1086/381224). eprint: [astro-ph/0307255](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0307255).
- Schneider, D. P. y col. (2010). «The Sloan Digital Sky Survey Quasar Catalog. V. Seventh Data Release». En: *Astron. J.* 139, 2360, pág. 2360. DOI: [10.1088/0004-6256/139/6/2360](https://doi.org/10.1088/0004-6256/139/6/2360). arXiv: [1004.1167](https://arxiv.org/abs/1004.1167).
- Seyfert, C.K. (1943). «Nuclear Emission in Spiral Nebulae.» En: *Astrophys. J.* 97, pág. 28. DOI: [10.1086/144488](https://doi.org/10.1086/144488).
- Shapovalova, A.I. y col. (2012). «Spectral Optical Monitoring of the Narrow-line Seyfert 1 Galaxy Ark 564». En: *Astrophys. J. Suppl.* 202, 10, pág. 10. DOI: [10.1088/0067-0049/202/1/10](https://doi.org/10.1088/0067-0049/202/1/10). arXiv: [1207.1782](https://arxiv.org/abs/1207.1782).
- Sharp, R. G. y J. Bland-Hawthorn (2010). «Three-Dimensional Integral Field Observations of 10 Galactic Winds. I. Extended Phase (gsim10 Myr) of Mass/Energy Injection Before the Wind Blows». En: *Astrophys. J.* 711, págs. 818-852. DOI: [10.1088/0004-637X/711/2/818](https://doi.org/10.1088/0004-637X/711/2/818). arXiv: [1001.4315](https://arxiv.org/abs/1001.4315).
- Shen, Y. y L. C. Ho (2014). «The diversity of quasars unified by accretion and orientation». En: *Nature* 513, págs. 210-213. DOI: [10.1038/nature13712](https://doi.org/10.1038/nature13712). arXiv: [1409.2887](https://arxiv.org/abs/1409.2887).
- Shuder, J. M. (1980). «The optical spectra of narrow-line X-ray galaxies». En: *Astrophys. J.* 240, págs. 32-40. DOI: [10.1086/158204](https://doi.org/10.1086/158204).

- Shuder, J. M. (1981). «Emission-line-continuum correlations in active galactic nuclei». En: *Astrophys. J.* 244, págs. 12-18. DOI: [10.1086/158678](https://doi.org/10.1086/158678).
- Silk, J. y M. J. Rees (1998). «Quasars and galaxy formation». En: *Astroparticle Physics* 331, págs. L1-L4. eprint: [astro-ph/9801013](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9801013).
- Singal, A. K. (1993). «Evidence against the unified scheme for powerful radio galaxies and quasars». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 262, págs. L27-L30.
- Slipher, V. M. (1917). «Radial velocity observations of spiral nebulae». En: *The Observatory* 40, págs. 304-306.
- Spoon, H. W. W. y J. Holt (2009). «Discovery of Strongly Blueshifted Mid-Infrared [Ne III] and [Ne V] Emission in ULIRGs». En: *Astrophys. J. Let.* 702, págs. L42-L46. DOI: [10.1088/0004-637X/702/1/L42](https://doi.org/10.1088/0004-637X/702/1/L42). arXiv: [0907.4370](https://arxiv.org/abs/0907.4370).
- Storchi-Bergmann, T., A. S. Wilson y J. A. Baldwin (1992). «The ionization cone, obscured nucleus, and gaseous outflow in NGC 3281 - A prototypical Seyfert 2 galaxy?». En: *Astrophys. J.* 396, págs. 45-61. DOI: [10.1086/171696](https://doi.org/10.1086/171696).
- Storchi-Bergmann, T., R. D. S. Lopes, P. J. McGregor, R. A. Riffel, T. Beck y P. Martini (2010). «Feeding versus feedback in NGC4151 probed with Gemini NIFS - II. Kinematics». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 402, págs. 819-835. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.15962.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15962.x). arXiv: [0911.2212](https://arxiv.org/abs/0911.2212).
- Strauss, M. A. y col. (2002). «Spectroscopic Target Selection in the Sloan Digital Sky Survey: The Main Galaxy Sample». En: *Astron. J.* 124, págs. 1810-1824. DOI: [10.1086/342343](https://doi.org/10.1086/342343). eprint: [astro-ph/0206225](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0206225).
- Sulentic, J. W., P. Marziani, R. Zamanov, R. Bachev, M. Calvani y D. Dultzin-Hacyan (2002). «Average Quasar Spectra in the Context of Eigenvector 1». En: *Astrophys. J. Let.* 566, págs. L71-L75. DOI: [10.1086/339594](https://doi.org/10.1086/339594). eprint: [arXiv:astro-ph/0201362](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0201362).
- Sulentic, J. W., S. Zamfir, P. Marziani, R. Bachev, M. Calvani y D. Dultzin-Hacyan (2003). «Radio-loud Active Galactic Nuclei in the Context of the Eigenvector 1 Parameter Space». En: *Astrophys. J. Let.* 597, págs. L17-L20. DOI: [10.1086/379754](https://doi.org/10.1086/379754). eprint: [arXiv:astro-ph/0309469](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309469).
- Sulentic, J.W., T. Zwitter, P. Marziani y D. Dultzin-Hacyan (2000). «Eigenvector 1: An Optimal Correlation Space for Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Let.* 536, págs. L5-L9. DOI: [10.1086/312717](https://doi.org/10.1086/312717). eprint: [astro-ph/0005177](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0005177).
- Sulentic, J.W., R. Bachev, P. Marziani, C.A. Negrete y D. Dultzin (2007). «C IV $\lambda 1549$ as an Eigenvector 1 Parameter for Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J.* 666, págs. 757-777. DOI: [10.1086/519916](https://doi.org/10.1086/519916). arXiv: [0705.1895](https://arxiv.org/abs/0705.1895).
- Sun, W.-H. y M. A. Malkan (1989). «Fitting improved accretion disk models to the multiwavelength continua of quasars and active galactic nuclei». En: *Astrophys. J.* 346, págs. 68-100. DOI: [10.1086/167986](https://doi.org/10.1086/167986).
- Taniguchi, Y., T. Murayama y T. Nagao (1999). «What Are Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies?: Toward A Viewing-Angle-Dependent Unified Model for Seyfert Galaxies». En: *ArXiv Astrophysics e-prints*. eprint: [astro-ph/9910036](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9910036).
- Tody, D. (1993). «IRAF in the Nineties». En: *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*. Ed. por R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden y J. Barnes. Vol. 52. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 173.
- Tran, H.D. (1995). «The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. III. Interpretation». En: *Astrophys. J.* 440, pág. 597. DOI: [10.1086/175298](https://doi.org/10.1086/175298).
- Tremaine, S. y col. (2002). «The Slope of the Black Hole Mass versus Velocity Dispersion Correlation». En: *Astrophys. J.* 574, págs. 740-753. DOI: [10.1086/341002](https://doi.org/10.1086/341002). eprint: [astro-ph/0203468](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0203468).

- Ulvestad, J.S., R.R.J. Antonucci y R.W. Goodrich (1995). «Radio properties of narrow-lined Seyfert 1 galaxies». En: *Astron. J.* 109, págs. 81-86. DOI: [10.1086/117258](https://doi.org/10.1086/117258).
- Urry, C.M. y P. Padovani (1995). «Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 107, pág. 803. DOI: [10.1086/133630](https://doi.org/10.1086/133630). eprint: [astro-ph/9506063](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9506063).
- Vanden Berk, D. E. y col. (2001). «Composite Quasar Spectra from the Sloan Digital Sky Survey». En: *Astron. J.* 122, págs. 549-564. DOI: [10.1086/321167](https://doi.org/10.1086/321167). eprint: [astro-ph/0105231](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0105231).
- Vanden Berk, D. E., J. Shen, C.-W. Yip, D. P. Schneider, A. J. Connolly, R. E. Burton, S. Jester, P. B. Hall, A. S. Szalay y J. Brinkmann (2006). «Spectral Decomposition of Broad-Line AGNs and Host Galaxies». En: *Astron. J.* 131, págs. 84-99. DOI: [10.1086/497973](https://doi.org/10.1086/497973). eprint: [astro-ph/0509332](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0509332).
- Vaona, L., S. Ciroi, F. Di Mille, V. Cracco, G. La Mura y P. Rafanelli (2012). «Spectral properties of the narrow-line region in Seyfert galaxies selected from the SDSS-DR7». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 427, págs. 1266-1283. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.22060.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.22060.x). arXiv: [1210.5201](https://arxiv.org/abs/1210.5201).
- Vazdekis, A., M. Koleva, E. Ricciardelli, B. Röck y J. Falcón-Barroso (2016). «UV-extended E-MILES stellar population models: young components in massive early-type galaxies». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 463, págs. 3409-3436. DOI: [10.1093/mnras/stw2231](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2231). arXiv: [1612.01187](https://arxiv.org/abs/1612.01187).
- Vega, L. R. (2009). «Poblaciones Estelares y Mecanismos de Ionización en Núcleos Activos de Galaxias, Tesis Doctoral». En:
- Vega, L. R., N. V. Asari, R. Cid Fernandes, A. Garcia-Rissmann, T. Storchi-Bergmann, R. M. González Delgado y H. Schmitt (2009). «The CaT strength in Seyfert nuclei revisited: analysing young stars and non-stellar light contributions to the spectra». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 393, págs. 846-857. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2008.13969.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13969.x).
- Veilleux, S., G. Cecil y J. Bland-Hawthorn (2005). «Galactic Winds». En: *Annual Review of Astronomy & Astrophysics* 43, págs. 769-826. DOI: [10.1146/annurev.astro.43.072103.150610](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.43.072103.150610). eprint: [astro-ph/0504435](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0504435).
- Véron-Cetty, M.-P. y P. Véron (2010). «A catalogue of quasars and active nuclei: 13th edition». En: *Astron. Astrph.* 518, A10, A10. DOI: [10.1051/0004-6361/201014188](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014188).
- Véron-Cetty, M.-P., P. Véron y A.C. Gonçalves (2001). «A spectrophotometric atlas of Narrow-Line Seyfert 1 galaxies». En: *Astron. Astrph.* 372, págs. 730-754. DOI: [10.1051/0004-6361:20010489](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010489). eprint: [astro-ph/0104151](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104151).
- Veron, P., P. O. Lindblad, E. J. Zuiderwijk, M. P. Veron y G. Adam (1980). «On the nature of the so-called narrow-line X-ray galaxies». En: *Astroparticle Physics* 87, págs. 245-249.
- Vestergaard, M. (2004). «Black-Hole Mass Measurements». En: *AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey*. Ed. por G. T. Richards y P. B. Hall. Vol. 311. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 69. eprint: [astro-ph/0401436](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0401436).
- Vrtilek, J.M. y N.P. Carleton (1985). «Seyfert galaxy narrow-line regions. I - Observations of forbidden O III lambda 5007». En: *Astrophys. J.* 294, págs. 106-120. DOI: [10.1086/163279](https://doi.org/10.1086/163279).
- Wandel, A., B.M. Peterson y M.A. Malkan (1999). «Central Masses and Broad-Line Region Sizes of Active Galactic Nuclei. I. Comparing the Photoionization and Reverberation Techniques». En: *Astrophys. J.* 526, págs. 579-591. DOI: [10.1086/308017](https://doi.org/10.1086/308017). eprint: [astro-ph/9905224](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9905224).

- Wang, J.-M. y E.-P. Zhang (2007). «The Unified Model of Active Galactic Nuclei. II. Evolutionary Connection». En: *Astrophys. J.* 660, págs. 1072-1092. DOI: [10.1086/513685](https://doi.org/10.1086/513685). eprint: [astro-ph/0702279](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0702279).
- Wang, T., W. Brinkmann y J. Bergeron (1996). «X-ray properties of active galactic nuclei with optical FeII emission.» En: *Astroparticle Physics* 309, págs. 81-96.
- Wang, T. e Y. Lu (2001). «Black hole mass and velocity dispersion of narrow line region in active galactic nuclei and narrow line Seyfert 1 galaxies». En: *Astron. Astroph.* 377, págs. 52-59. DOI: [10.1051/0004-6361:20011071](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20011071). eprint: [astro-ph/0107528](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0107528).
- Webster, R. L., P. J. Francis, B. A. Peterson, M. J. Drinkwater y F. J. Masci (1995). «Evidence for a large undetected population of dust-reddened quasars». En: *Nature* 375, págs. 469-471. DOI: [10.1038/375469a0](https://doi.org/10.1038/375469a0).
- Wilhite, B. C., D. E. Vanden Berk, R. G. Kron, D. P. Schneider, N. Pereyra, R. J. Brunner, G. T. Richards y J. V. Brinkmann (2005). «Spectral Variability of Quasars in the Sloan Digital Sky Survey. I. Wavelength Dependence». En: *Astrophys. J.* 633, págs. 638-648. DOI: [10.1086/430821](https://doi.org/10.1086/430821). eprint: [astro-ph/0504309](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0504309).
- Wills, B. J., Z. Shang y J. M. Yuan (2000). «H/ β line width and the UV-X-ray spectra of luminous AGN». En: *New Astronom. Rev.* 44, págs. 511-517. DOI: [10.1016/S1387-6473\(00\)00089-0](https://doi.org/10.1016/S1387-6473(00)00089-0). eprint: [arXiv:astro-ph/0005146](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0005146).
- Woltjer, L. (1959). «Emission Nuclei in Galaxies.» En: *Astrophys. J.* 130, pág. 38. DOI: [10.1086/146694](https://doi.org/10.1086/146694).
- Woo, J.-H., Y. Yoon, S. Park, D. Park y S. C. Kim (2015). «The Black Hole Mass-Stellar Velocity Dispersion Relation of Narrow-line Seyfert 1 Galaxies». En: *Astrophys. J.* 801, 38, pág. 38. DOI: [10.1088/0004-637X/801/1/38](https://doi.org/10.1088/0004-637X/801/1/38). arXiv: [1412.7225](https://arxiv.org/abs/1412.7225).
- Woo, J.H., H.J. Bae, D. Son y M. Karouzos (2016). «The Prevalence of Gas Outflows in Type 2 AGNs». En: *Astrophys. J.* 817, 108, pág. 108. DOI: [10.3847/0004-637X/817/2/108](https://doi.org/10.3847/0004-637X/817/2/108). arXiv: [1511.05142](https://arxiv.org/abs/1511.05142).
- Wyithe, J. S. B. y A. Loeb (2003). «Self-regulated Growth of Supermassive Black Holes in Galaxies as the Origin of the Optical and X-Ray Luminosity Functions of Quasars». En: *Astrophys. J.* 595, págs. 614-623. DOI: [10.1086/377475](https://doi.org/10.1086/377475). eprint: [astro-ph/0304156](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0304156).
- Xiao, T., A.J. Barth, J.E. Greene, L.C. Ho, M.C. Bentz, R.R. Ludwig e Y. Jiang (2011). «Exploring the Low-mass End of the $M_{\text{BH}}-\sigma_*$ Relation with Active Galaxies». En: *Astrophys. J.* 739, 28, pág. 28. DOI: [10.1088/0004-637X/739/1/28](https://doi.org/10.1088/0004-637X/739/1/28). arXiv: [1106.6232](https://arxiv.org/abs/1106.6232) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).C0].
- Xu, D., S. Komossa, H. Zhou, T. Wang y J. Wei (2007). «The Narrow-Line Region of Narrow-Line and Broad-Line Type 1 Active Galactic Nuclei. I. A Zone of Avoidance in Density». En: *Astrophys. J.* 670, págs. 60-73. DOI: [10.1086/521697](https://doi.org/10.1086/521697). arXiv: [0706.2574](https://arxiv.org/abs/0706.2574).
- Xu, D., S. Komossa, H. Zhou, H. Lu, C. Li, D. Grupe, J. Wang y W. Yuan (2012). «Correlation Analysis of a Large Sample of Narrow-line Seyfert 1 Galaxies: Linking Central Engine and Host Properties». En: *Astron. J.* 143, 83, pág. 83. DOI: [10.1088/0004-6256/143/4/83](https://doi.org/10.1088/0004-6256/143/4/83). arXiv: [1201.2810](https://arxiv.org/abs/1201.2810).
- Yee, H. K. C. (1980). «Optical continuum and emission-line luminosity of active galactic nuclei and quasars». En: *Astrophys. J.* 241, págs. 894-902. DOI: [10.1086/158403](https://doi.org/10.1086/158403).
- York, D.G., J. Adelman, J.E. Anderson Jr., S.F. Anderson, J. Annis y et al. (2000). «The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary». En: *Astron. J.* 120, págs. 1579-1587. DOI: [10.1086/301513](https://doi.org/10.1086/301513). eprint: [astro-ph/0006396](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006396).

- Yuan, W., H. Y. Zhou, S. Komossa, X. B. Dong, T. G. Wang, H. L. Lu y J. M. Bai (2008). «A Population of Radio-Loud Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies with Blazar-Like Properties?» En: *Astrophys. J.* 685, págs. 801-827. DOI: [10.1086/591046](https://doi.org/10.1086/591046). arXiv: [0806.3755](https://arxiv.org/abs/0806.3755).
- Zakamska, N.L., F. Hamann, I. Pâris, W.N. Brandt, J.E. Greene, M.A. Strauss, C. Villforth, D. Wylezalek, R.M. Alexandroff y N.P. Ross (2016). «Discovery of extreme [O III] $\lambda 5007$ aa outflows in high-redshift red quasars». En: *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 459, págs. 3144-3160. DOI: [10.1093/mnras/stw718](https://doi.org/10.1093/mnras/stw718). arXiv: [1512.02642](https://arxiv.org/abs/1512.02642).
- Zamanov, R., P. Marziani, J.W. Sulentic, M. Calvani, D. Dultzin-Hacyan y R. Bachev (2002). «Kinematic Linkage between the Broad- and Narrow-Line-emitting Gas in Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J. Let.* 576, págs. L9-L13. DOI: [10.1086/342783](https://doi.org/10.1086/342783). eprint: [astro-ph/0207387](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0207387).
- Zanstra, H. (1931). «Untersuchungen über planetarische Nebel. Erster Teil: Der Leuchtprozeß beta planetarischer Nebel und die Temperatur der Zentralsterne. Mit 4 Abbildungen.» En: *Zeitschrift für Astrophysik* 2, pág. 1.
- Zhang, K., X.-B. Dong, T.-G. Wang y C. M. Gaskell (2011). «The Blueshifting and Baldwin Effects for the [O III] $\lambda 5007$ Emission Line in Type 1 Active Galactic Nuclei». En: *Astrophys. J.* 737, 71, pág. 71. DOI: [10.1088/0004-637X/737/2/71](https://doi.org/10.1088/0004-637X/737/2/71). arXiv: [1105.1094](https://arxiv.org/abs/1105.1094) [[astro-ph.CO](https://arxiv.org/abs/astro-ph)].
- Zheng, W. y P.T. O'Brien (1990). «Differential line development and the complex structure of the broad-line region in Fairall 9». En: *Astrophys. J.* 356, págs. 463-466. DOI: [10.1086/168853](https://doi.org/10.1086/168853).
- Zhou, H., T. Wang, W. Yuan, H. Lu, X. Dong, J. Wang e Y. Lu (2006a). «A Comprehensive Study of 2000 Narrow Line Seyfert 1 Galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. I. The Sample». En: *Astrophys. J. Suppl.* 166, págs. 128-153. DOI: [10.1086/504869](https://doi.org/10.1086/504869). eprint: [arXiv:astro-ph/0603759](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603759).
- (2006b). «A Comprehensive Study of 2000 Narrow Line Seyfert 1 Galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. I. The Sample». En: *Astrophys. J. Suppl.* 166, págs. 128-153. DOI: [10.1086/504869](https://doi.org/10.1086/504869). eprint: [astro-ph/0603759](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603759).
- Zhu, L., S.N. Zhang y S. Tang (2009). «Evidence for an Intermediate Line Region in Active Galactic Nuclei's Inner Torus Region and its Evolution from Narrow to Broad Line Seyfert I Galaxies». En: *Astrophys. J.* 700, págs. 1173-1189. DOI: [10.1088/0004-637X/700/2/1173](https://doi.org/10.1088/0004-637X/700/2/1173). arXiv: [0807.3992](https://arxiv.org/abs/0807.3992).
- van Dokkum, P. G. (2001). «Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection». En: *Pub. Astron. Soc. Pacific* 113, págs. 1420-1427. DOI: [10.1086/323894](https://doi.org/10.1086/323894). eprint: [astro-ph/0108003](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0108003).